

Tesis de Licenciatura

La Plata, septiembre de 2018

RECUPERACIÓN DEL PATRIMONIO OBSERVACIONAL HISTÓRICO.

ELABORACIÓN DE UN MÉTODO ÓPTIMO DE DIGITALIZACIÓN Y EXTRACCIÓN DE DATOS

Por

Natalia Soledad Meilán

Director: Dr. Roberto Gamen

Codirectora: Dra. Yael Aidelman



UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA

A mi roomie, a mi amigo, a mi compañero, a mi familiar... Tomillo.

Resumen

La Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata (FCAG) cuenta con una gran colección de placas espectrográficas y fotográficas en formato de vidrio. Estas observaciones fueron realizadas entre las décadas del '20 y del '80 por renombrados astrónomos argentinos. El patrimonio “analógico” incluye observaciones de objetos variables que actualmente han cobrado mucho interés para la astrofísica moderna. En la FCAG, se estima que hay más de 15 000 espectros registrados en placas, tomadas con instrumentos instalados en el Observatorio Astronómico de La Plata (OALP), el Observatorio de Bosque Alegre de Córdoba (OAC) y Cerro Tololo (CTIO) en Chile. Estas observaciones constituyen un registro único, y de alto valor histórico, de diversos relevamientos del cielo Austral iniciados en el siglo pasado hasta la década del '80 cuando comenzaron a operar los observatorios europeos y norteamericanos en Chile (Cerro Tololo, La Silla, y Las Campanas). El patrimonio astronómico argentino también incluye un porcentaje menor de observaciones realizadas en el hemisferio norte.

Sin embargo, la forma en que estos datos están disponibles no es útil, ya que no permite acceder a ellos con herramientas y software modernos. Además, las máquinas destinadas a ello (densitómetros, por ejemplo) no están operativas. Es necesario, entonces, digitalizar y procesar las placas para convertirlas al formato estándar actual (formato FITS).

En el marco de este trabajo de tesis, se ha digitalizado con un escáner Nikon 9000ED (proporcionado por el Observatorio Virtual Argentino; NOVA, CONICET) una muestra de placas fotográficas obtenidas por los Dres. Jorge Sahade y Adela Ringuelet del objeto HD 50845, para el cual se han publicado medidas de velocidad radial y tipos espectrales. Estas observaciones se utilizaron para establecer una metodología que permite extraer de manera exitosa los espectros contenidos en las placas escaneadas con las herramientas del software IRAF.

Los resultados obtenidos (intensidades de líneas, velocidades radiales, morfología de líneas y clasificación espectral) a partir de los espectros digitalizados fueron comparados con los datos de [Sahade et al. \(1987\)](#), mostrando una gran correlación y validando el proceso de digitalización aquí propuesto.

Es por todo esto, que la importancia del trabajo realizado excede los resultados de esta tesis ya que el hecho de contar con un método exitoso de digitalización de placas, no solo asegura la recuperación de datos almacenados en formatos obsoletos, sino la disponibilidad de los datos de manera digital para todo aquel que lo requiera. De esta forma se recuperarán datos astronómicos tomados muchos años atrás y se podrán medir con las mismas herramientas que se utilizan con los datos modernos. Además, combinando estas observaciones con datos más recientes, es posible analizar las variaciones de luz de fuentes astronómicas sobre un periodo de tiempo extenso, cubriendo aproximadamente 100 años de observación. El material a ser rescatado puede ser fuente de nuevos descubrimientos y ser utilizado para eventuales planes de tesis de licenciatura y doctorado.

Índice general

1. Introducción	2
2. Muestra observacional	6
2.1. Placas fotográficas	6
2.1.1. Descripción de la muestra	7
3. Digitalización de las placas fotográficas	10
3.1. Escaneado de las placas fotográficas	10
3.1.1. Máscaras	10
3.1.2. El software para el escaneado: VUESCAN	13
3.1.3. Procedimiento para escanear las placas	16
3.2. Conversión de los espectros al formato FITS	18
4. Procesamiento de los espectros digitalizados	22
4.1. Extracción de los espectros	22
4.1.1. Extracción del espectro de ciencia	24
4.1.2. Extracción de los espectros de comparación	30
4.2. Calibración en longitud de onda	32
4.3. Normalización del espectro	38
5. Análisis de los datos	42
5.1. Análisis morfológico y clasificación espectral	42
5.2. Análisis cuantitativo	48
5.2.1. Intensidad de líneas	48
5.2.2. Velocidad Radial	48
6. Conclusiones	52
6.1. Trabajo a futuro	53

I	Apéndice	56
A.	Observadores	58
A.1.	Jorge Sahade	58
A.2.	Adela Ringuelet	60
B.	Observatorios	62
B.1.	Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO)	62

Capítulo 1

Introducción

En el año 2000 la Unión Astronómica Internacional (IAU) emitió una resolución (Nro. B3 *Safeguarding the information in photographic plates*), donde solicita que se tomen medidas para conservar los datos históricos, ya que, de no hacerlo, se perderán para las futuras generaciones de astrónomos. Agrega, además, que se debe procurar la transferencia de los datos históricos a medios modernos, los cuales deberán proveer su acceso a toda la comunidad internacional para el bien de toda la investigación astronómica.

Este patrimonio “analógico” incluye observaciones de todo tipo. Por tal motivo, tiene un potencial interés para la astronomía moderna. En distintas partes del mundo se ha comenzado con la labor de digitalización de placas fotográficas, a partir de las cuales se han obtenido resultados interesantes. Por ejemplo: utilizando datos de placas digitalizadas, almacenadas en la Universidad de Hamburgo Sternwarte, en Alemania, se detectaron variaciones de largo período en blazares (Wertz et al., 2017); digitalizando las placas tomadas por el Instituto Astronómico de la Academia de Ciencias de Uzbekistan se obtuvieron posiciones y magnitudes estelares (Muminov et al., 2017); con placas digitalizadas pertenecientes al Observatorio Astronómico Bamberg, en Alemania, se detectaron y clasificaron nuevos objetos (Hudec et al., 2013); utilizando placas digitalizadas del Observatorio de Sonneberg, Alemania, se construyeron curvas de luz de estrellas T Tauri (Heines, 1999); con datos del *Digital Access to a Sky Century @ Harvard* (DASCH¹), Walborn et al. (2017) descubrieron eventos eruptivos en la estrella Variable Luminosa Azul R71 ocurridos a comienzos del siglo pasado y nunca reportados. Además, se ha demostrado que las mediciones realizadas con métodos modernos sobre las imágenes digitalizadas resultan más precisas que las utilizados antiguamente (Davis et al., 2004).

En Argentina, se estima que hay varios miles de imágenes espectrales de observatorios nacionales como el Astronómico de La Plata (OALP) y Córdoba (OAC). Estos observatorios han sido los más importantes del hemisferio Sur desde comienzos del siglo pasado hasta la década del '80, época en la cual se comenzaron a instalar los observatorios europeos y norteamericanos en Chile, como ser los de Cerro Tololo (CTIO), La Silla, y Las Campanas, entre otros. El patrimonio astronómico

¹<http://dasch.rc.fas.harvard.edu/status.php>

argentino también incluye observaciones realizadas por reconocidos investigadores argentinos en los observatorios extranjeros mencionados y un porcentaje menor de observaciones realizadas en el hemisferio norte.

Se estima que la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata (FCAG) cuenta con una colección de más de 15 000 placas espectrográficas y fotográficas en formato de vidrio. Estas observaciones fueron realizadas entre las décadas del '20 y del '80 por renombrados astrónomos argentinos. Entre las placas de la colección se pueden encontrar observaciones de estrellas peculiares, binarias y/o cataclísmicas, las cuales presentan eventos peculiares únicos periódicos (como eclipses en el caso de las binarias) y no periódicos (como eyecciones fuertes de material en el caso de estrellas tipo nova).

Sin embargo, muchos de estos datos no han sido procesados en su momento, y actualmente el formato en que los datos observacionales están disponibles no es útil, ya que las máquinas que se deberían utilizar para acceder a ellos (densitómetros, por ejemplo) no están operativas. Por lo tanto, es necesario digitalizarlos y procesarlos para convertirlos al formato estándar actual de modo de acceder a ellos con herramientas y software modernos.

Por su parte, el Observatorio Virtual Argentino² (NOVA), como coordinador de los recursos observacionales astronómicos nacionales, tiene la vocación y el interés en recuperar todas las observaciones históricas realizadas por astrónomos argentinos registradas en dispositivos no-digitales, es decir, placas fotográficas. Es por ello que desde hace un tiempo, NOVA ha comenzado el proceso de recuperación de datos históricos comprando un equipo escáner Nikon 9000ED. Dicho escáner se encuentra conectado a una computadora con todo el software necesario para realizar el trabajo de digitalización y medición de los datos. Actualmente, este equipo está instalado en FCAG.

Todo lo expuesto anteriormente es lo que motivó la propuesta de este trabajo de licenciatura: comenzar con el proceso de recuperación de las observaciones históricas pertenecientes al patrimonio astronómico argentino que se encuentran archivadas en la FCAG.

El objetivo principal de este trabajo consiste en establecer una metodología apropiada para digitalizar las placas espectrográficas. Esto es: determinar los parámetros para operar el escáner con dichas placas, convertir los archivos obtenidos (TIFF) al formato estándar (FITS) y, finalmente, diseñar el proceso de extracción y calibración en longitud de onda de los espectros digitalizados.

Para ello se utilizaron placas del objeto HD 50845 obtenidas por los Dres. Jorge Sahade y Adela Ringuelet en el año 1984.

Una vez concluida esta tarea, los datos estarán en el formato correcto para que la comunidad astronómica internacional pueda acceder a los mismos.

El texto está organizado de la siguiente manera:

- El capítulo §2 describe la muestra observacional elegida para este trabajo.
- El capítulo §3 describe el proceso de escaneado de placas propuesto, utilizando el escáner Nikon 9000ED y el software VUESCAN.

²<http://nova.conicet.gov.ar>

-
- El capítulo §4 describe el proceso de extracción de los espectros digitalizados: pre-reducción, extracción de los espectros de ciencia y de las lámparas de comparación, calibración en longitud de onda y normalización de los espectros estelares.
 - En el capítulo §5 se analiza la utilidad de los mismos y la precisión con que se podrán determinar algunos parámetros estelares tales como, velocidades radiales, intensidades, morfología espectral, etc. comparando con los valores publicados.
 - Finalmente, en el capítulo §6 se exponen las conclusiones y el trabajo a futuro.
 - Adicionalmente en las secciones § A y § B del apéndice se hace una breve reseña de los observadores Jorge Sahade y Adela Ringuelet y del observatorio en el cual fue tomada la muestra observacional aquí utilizada, Cerro Tololo, Chile; respectivamente.

Capítulo 2

Muestra observacional

En este capítulo se resaltarán las principales características de la muestra observacional utilizada.

2.1. Placas fotográficas

En tiempos previos a la era digital, se utilizaban diversos sistemas para registrar las observaciones. Los más comunes eran las placas fotográficas. Estas consisten de una base de vidrio con una emulsión fotosensible adherida a una de sus caras. Mediante efecto fotoquímico, la emulsión es capaz de reaccionar a los fotones, portadores de información astrofísica. La intensidad de la señal queda visibilizada en el oscurecimiento de la emulsión.

Las placas fotográficas se utilizaron desde fines del siglo XIX hasta bien entrada la década del '80 del siglo pasado y si bien actualmente se encuentran obsoletas, es importante remarcar su simplicidad y el gran tamaño que pueden llegar a alcanzar (característica ideal para realizar *surveys* de grandes áreas del cielo). Sin embargo presentan una eficiencia en la detección de tan sólo un 4 %, un rango dinámico limitado y una respuesta no lineal. Detectan fotones entre el ultravioleta cercano (los cuales fueron descubiertos con estos detectores) y los 8000 Å (límite IR del rango visible del espectro electromagnético). Estos detectores pueden ser utilizados tanto para fotometría como para espectroscopía.

La FCAG cuenta con una gran colección de placas espectrográficas y fotográficas en formato de vidrio. Estas observaciones fueron realizadas entre las décadas del '20 y del '80 por renombrados astrónomos argentinos como ser R. Barbá, V. Niemela, E. Brandi, L. García, O. Ferrer, N. Morrell, H. Levato, J. Sahade y A. Ringuelet entre otros. Se estima que en la FCAG hay más de 15 000 espectros impresos en placas, tomados con instrumentos instalados en el OALP, el OAC y el CTIO en Chile.

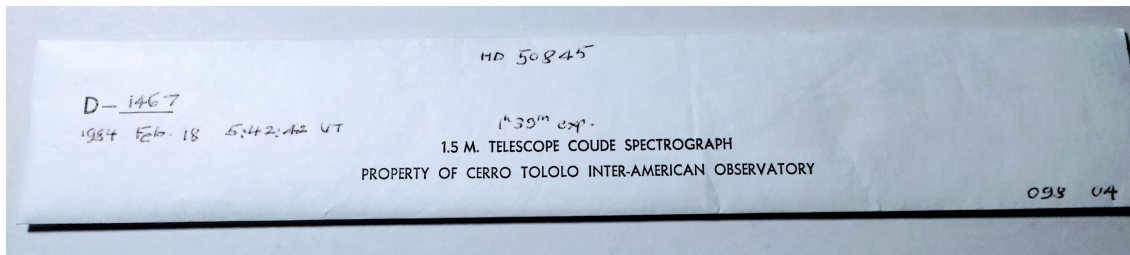


Figura 2.1: Sobre contenedor de una placa en el cual se encuentra la información de la observación.

Generalmente, las placas se encuentran almacenadas dentro de sobres de papel, los cuales cuentan, en su mayoría, con la información de la observación, como ser: nombre del objeto observado, nomenclatura de placa, fecha y hora de observación, tipo de lámpara de comparación, tipo de emulsión, observador, observatorio e instrumental utilizado, etc., como se puede ver en la Fig. 2.1. Además, todos estos datos eran volcados en un cuaderno donde el observador también anotaba los detalles que creía relevantes, como por ejemplo, las condiciones meteorológicas de la noche de observación, la forma en la que estas placas habían sido tomadas, inconvenientes a la hora de la observación, etc.

2.1.1. Descripción de la muestra

De la extensa colección de placas disponibles se han escogido para digitalizar las placas correspondientes al objeto HD 50845 adquiridas por los Dres. Jorge Sahade y Adela Ringuelet en el año 1984 (para más información acerca de los observadores, ver apéndice §A). La elección de estas placas estuvo basada en su buen estado de conservación y en el hecho que existen publicaciones científicas indicando algunos de los parámetros medidos a partir de ellas.

HD 50845 ($\alpha = 06^{\text{h}} 54^{\text{m}} 48,9^{\text{s}}$, $\delta = -01^{\circ} 16' 57,2''$, J2000) está localizada en la constelación de Monocerotis. De la información disponible sobre esta estrella se conoce que forma parte de un sistema binario eclipsante del tipo Beta Lyrae, con periodo de 0.69 días (Avvakumova et al., 2013). En la base de datos Simbad aparece clasificada como K0 III (Houk & Swift, 1999). El sistema posee una envoltura circunestelar (Sahade et al., 1987).

En este trabajo se han digitalizado y analizado cinco placas. Dos de las placas fueron tomadas el 18 de febrero de 1984 y las restantes tres en los días 12, 13 y 17 de diciembre del mismo año. Fueron obtenidas con el espectrógrafo Coudé montado en el telescopio de 1.5 m del CTIO, Chile (para más detalles acerca del observatorio ver apéndice §B). La Tab. 2.1 muestra los metadatos de las placas extraídos de los trabajos de Sahade & Ringuelet (1985) y Sahade et al. (1987), y de los sobres donde se encuentran guardadas las placas. Estos son: nombre de la placa (ID), fecha juliana, fecha gregoriana, tiempo universal (UT) correspondiente a la mitad del tiempo de exposición, tiempo de exposición (t_{exp}), tipo de emulsión y dispersión recíproca obtenida.

Es interesante resaltar que estas placas espectrales tienen la peculiaridad de registrar el espectro estelar y los espectros pertenecientes a las lámparas de comparación de hierro en la misma placa

ID.	Fecha juliana [2 445 000+]	Fecha gregoriana [dd/mm/aaaa]	UT [h:m:s]	t_{exp} [min]	Emulsión (Kodak)	Disp. recíproca [Å/mm]
D1466	748.633	18/02/1984	03:11:40	177	IIIa-F	18.6
D1467	748.738	18/02/1984	05:42:42	99	098-04	18.6
D1576	1046.8118	12/12/1984	07:28:60	152	098-04	18.0
D1581	1047.8038	13/12/1984	07:17:28	181	098-04	18.0
D1600	1051.7917	17/12/1984	07:00:03	212	098-04	18.0

Tabla 2.1: Metadatos correspondientes a las observaciones de HD 50845. Donde en sucesivas columnas se indican el nombre de la placa (ID), la fecha juliana, fecha gregoriana, el tiempo universal (UT) correspondiente a la mitad del tiempo de exposición, el tiempo de exposición (t_{exp}), el tipo de emulsión y la dispersión recíproca obtenida.

(ver Fig. 2.2). Además, presentan una alta resolución (aproximadamente $R = 6700$).

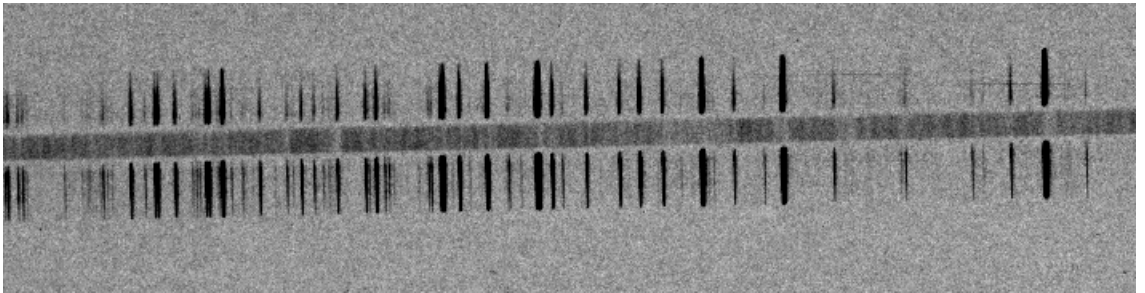


Figura 2.2: Porción de una de las placas digitalizadas. Notar la configuración del espectro estelar y de las lámparas de comparación a sus lados.

Capítulo 3

Digitalización de las placas fotográficas

En este capítulo se hará una descripción del procedimiento realizado para la digitalización de las placas fotográficas elegidas para este trabajo.

3.1. Escaneado de las placas fotográficas

El primer paso para la digitalización de las placas consiste en el escaneo de las mismas. Para ello se utilizó un escáner marca Nikon 9000ED (ver Fig. 3.1). Este equipo es un barredor de placas y diapositivas que provee una resolución de 4000 dpi y una resolución de color de 48 bits, optimizado para placas fotográficas espectrales.

El escáner cuenta con dos carriles ligeramente diferentes sobre los cuales se posiciona el material que se desea escanear. El carril con el que se ha trabajado en este caso particular consta de una plataforma rectangular donde se apoya la placa y esta queda ajustada con dos barras laterales (ver Fig. 3.2). Para manipular estas barras, existe una palanca pequeña cuadrada en el borde de las mismas. Además, el carril presenta una flecha en bajo relieve en uno de sus extremos, que indica el sentido con el que debe ser introducido al escáner.

Para un funcionamiento óptimo y un mejor cuidado del escáner se recomienda:

- No tapar la ventilación del escáner que se encuentra en la cara superior del mismo.
- Situar la placa en la parte más cercana a la flecha (indicada en bajo relieve). El escáner comienza el barrido desde allí.

3.1.1. Máscaras

Durante el proceso de escaneado, se comprobó que el carril no estaba adaptado específicamente para el tamaño de este tipo de placas. Por lo tanto fue necesario diseñar un dispositivo con el fin de dar soporte a las placas.



Figura 3.1: Escáner Nikon 9000ED, adquirido por NOVA, CONICET.

Se crearon las máscaras a partir de dos planchas rectangulares superpuestas de *pet* (tereftalato de polietileno, de 1,5 mm de espesor) y goma eva, de modo que se ajusten exactamente a las medidas del carril del escáner. La plancha inferior de *pet*, que sirve de base, presenta 20.3 cm de largo, 6.2 cm de ancho. La plancha superior de goma eva es de 19.7 cm de largo y 5.2 cm de ancho. Las medidas levemente inferiores de la plancha de goma eva en comparación a la base de *pet* permiten que las barras laterales del carril puedan sujetar la máscara de manera tal que esta pueda ingresar por la ranura del escáner. A su vez, se recomienda que el grosor de la plancha de goma eva sea similar al grosor de las placas espectrográficas. Se ha utilizado una plancha de 1 mm de grosor.

Ambas planchas poseen una ranura rectangular para poder posicionar la placa. La ranura de la plancha superior debe cortarse del tamaño exacto de la placa, mientras que la de la base debe ser ligeramente menor, así la placa apoya sobre la base y no se desliza.

Para evitar posibles reflexiones de la luz (externa y/o interna al escáner) se utilizaron materiales lo más opacos y oscuros posible.

Finalmente se pegan ambas planchas, así la máscara queda terminada como se muestra en la Fig. 3.3.

No se debe perder de vista que la placa espectrográfica es un objeto frágil debido a que la emulsión fotosensible contiene la información astronómica histórica y puede sufrir varios procesos que la deterioren. Es por ello que se cree necesario mencionar algunas recomendaciones para la manipulación de la placa y así no comprometer la información que los espectros pueden contener:

- Utilizar guantes al manipular la placa.
- Sujetar la placa por sus bordes, evitando tocar la emulsión.



Figura 3.2: Carril del escaner Nikon 9000ED que se ha utilizado para la digitalización.

- Sostener firmemente la placa para evitar golpes ya que el vidrio es un material frágil.
- Encajar la placa en la máscara manipulándola con algún objeto no punzante (como el dorso de un lápiz o lapicera) y presionarla suavemente hasta que quede firmemente calzada.
- Para retirar la placa, doblar suavemente la máscara de manera de que los bordes de la placa queden liberados y así poder tomarla con mayor facilidad.



Figura 3.3: Placa espectrográfica y su respectiva máscara. La máscara no solo contiene y cuida a la placa, sino que le da el soporte necesario para que esta no se deslice mientras es escaneada.

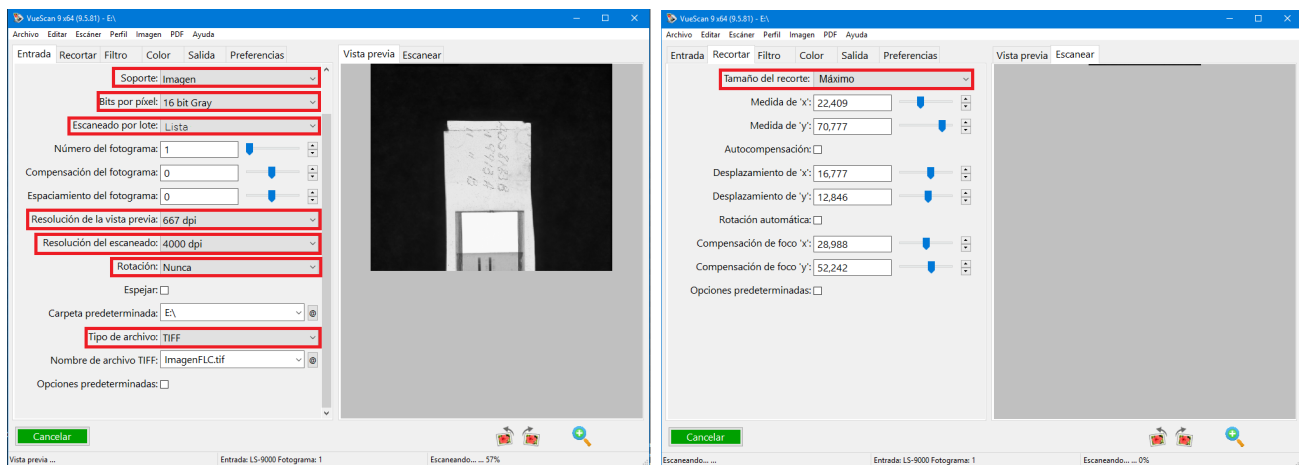


Figura 3.4: El panel izquierdo muestra el menú Entrada del programa VUESCAN. A través de él es posible personalizar la forma de digitalización que se utilizará y el tipo de imagen de salida. El panel derecho muestra el menú Recortar con el cual se selecciona qué parte de la imagen se desea escanear y guardar. En rojo se encuentran recuadradas aquellas opciones que se han modificado para este trabajo.

Para el manejo del escáner desde una PC es necesario contar con el software adecuado. En este trabajo se ha utilizado un programa llamado VUESCAN.

3.1.2. El software para el escaneado: VUESCAN

Para operar el escáner es necesario utilizar un software que permita la coordinación del escáner y los requerimientos técnicos del usuario. El VUESCAN¹ es uno de los tantos softwares que cumple esta función, y es el que se ha utilizado para este trabajo.

A continuación, se hará una descripción detallada de las funciones más importantes para el escaneo que se ha realizado. Para más información se puede consultar el manual del programa que se encuentra en la página web del software².

El entorno gráfico del VUESCAN consta de un menú con distintas solapas, cada una de ellas encargada de personalizar diferentes aspectos del escaneado. Estas son: “Entrada”, “Recortar”, “Filtro”, “Color”, “Salida” y “Preferencias”, como puede verse en las Figs. 3.4, 3.5, y 3.6. Se hicieron diferentes pruebas con el objetivo de evaluar la calidad de imagen obtenida a partir de la selección de distintas opciones entre las disponibles. Finalmente, se concluye que los siguientes parámetros son las opciones óptimas para el escaneo de las placas:

Entrada

- Soporte: IMAGEN

¹Puede ser descargado del siguiente link <http://www.hamrick.com/download.html>

²<https://www.hamrick.com/vuescan/vuescan.pdf>

Aquí se especifica el tipo de imagen que será escaneada. Dado que no es un escáner específico de placas fotográficas, se ha escogido el formato “Imagen” por ser el más genérico.

- Bits x Píxel: 16 BIT GRAY

La escala de grises presenta más matices que la misma escala en colores. Además, 16 bits se considera una resolución lo suficientemente buena para este tipo de estudios.

- Escaneado por lote: LISTA

El software escanea la totalidad de la longitud del carril en 3 partes o lotes. El usuario puede elegir cuantos lotes escanear, pudiendo generar hasta 3 archivos diferentes (uno por lote). Es por ello que si el material a escanear es lo suficientemente pequeño para no ocupar gran parte del carril, se recomienda posicionar la placa lo más próxima a la flecha en bajo relieve (donde comienza el barrido). Con esta metodología, se economiza tiempo de escaneado.

- Resolución de la Vista Previa: 667PPI

Si la vista previa tiene la menor resolución posible se economizará tiempo de escaneado.

- Resolución del Escaneado: 4000PPI

Se desea que la imagen escaneada tenga la mayor resolución posible para así ser lo más fiel al material original.

- Rotación: NUNCA

- Tipo de Archivo: TIFF

El archivo TIFF posee una mejor calidad que las otras opciones presentadas, entre ellas JPG.

Recortar

- Tamaño del Recorte: MÁXIMO

Esta opción permite al usuario generar un recorte de la imagen escaneada. La opción MÁXIMO es recomendada para asegurarse de que la imagen resultante no estará truncada. El software también permite realizar un recorte manual.

Filtro

- Limpieza Infrarroja: NUNCA

Se quiere modificar la imagen lo menos posible para obtener una imagen fiel a la placa escaneada.

Color

- Balance de Color: NUNCA

Nuevamente, se quiere manipular lo menos posible a la imagen resultante para que esta sea una copia fiel de la placa escaneada.

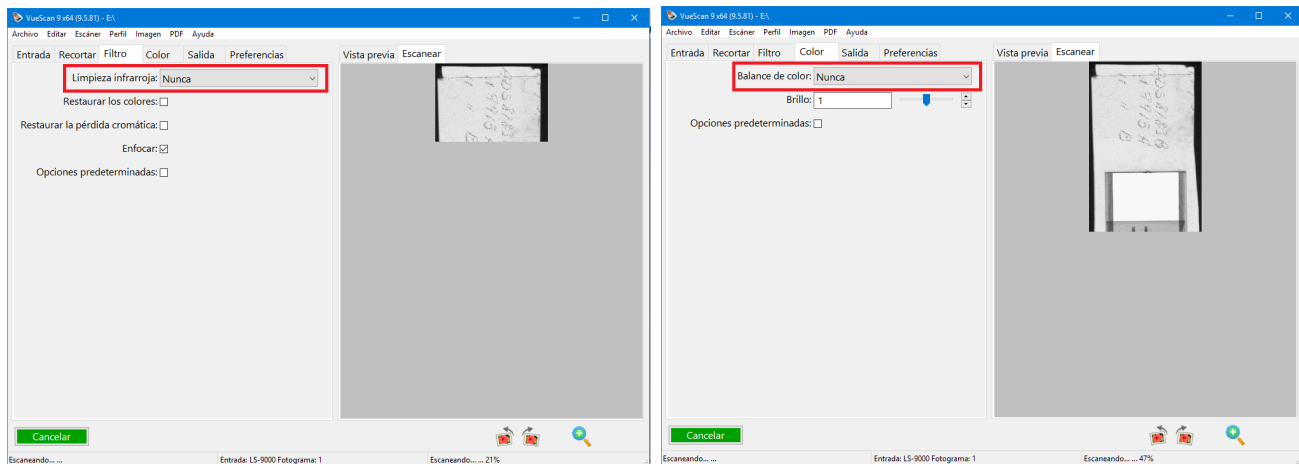


Figura 3.5: El panel izquierdo muestra el menú Filtro del VUESCAN. En él se presenta la opción de generar un filtro sobre la imagen de salida. El panel derecho muestra el menú Color el cual presenta la opción de modificar los colores de la imagen de salida. En rojo se encuentran recuadradas las opciones que se han modificado para este trabajo.

Salida

- Carpeta Predeterminada: ubicación en la cual quedarán archivadas las imágenes.
- Tipo de Archivo: TIFF
- Nombre del Archivo: nombre de la placa a ser escaneada.
- Tipo de archivo: 16 BIT GRAY

Preferencias

- Desactivar Escáners: NUNCA

Visualización Previa

El programa cuenta con la opción de generar una visualización previa del escaneo. De este modo, el usuario puede corroborar que la configuración elegida es correcta y que se obtiene una buena calidad de imagen. Esta opción se encuentra en el borde superior izquierdo del panel de previsualización (la ventana donde se muestra la imagen escaneada), como se puede ver en cualquiera de las Figs. 3.4, 3.5, y 3.6. Esta instancia es importante ya que es necesaria para determinar la región en la que el escáner hará foco, como se explicará a continuación.

3.1. ESCANEADO DE LAS PLACAS FOTOGRÁFICAS

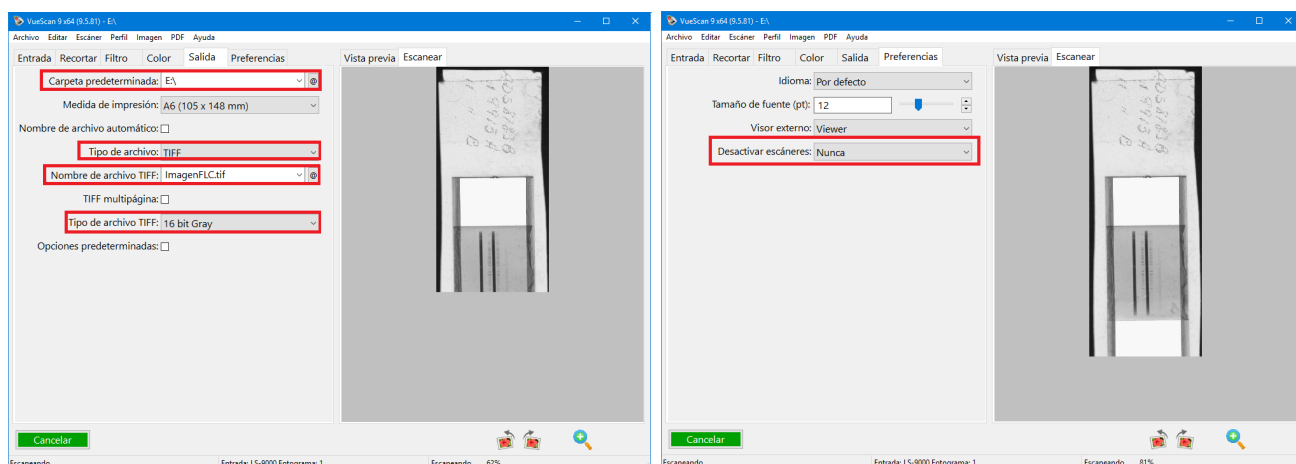


Figura 3.6: En el panel izquierdo se muestra el menú Salida de VUESCAN, el cual permite corroborar algunas de las opciones ya ingresadas, escoger nombre y ubicación para la imagen de salida. En el panel derecho se muestra el menú Preferencias permite personalizar el desempeño del programa mismo. En rojo se recuadran las opciones que se ha modificado para este trabajo.

Foco

Luego de generar una vista previa, VUESCAN permite al usuario elegir el punto espacial de la imagen en el cual hará foco en el proceso de escaneado. El foco se toma de manera manual sobre la imagen de la visualización previa y está representado por un círculo parpadeante. Particularmente para el caso de escaneo de placas espectrográficas, se recomienda fuertemente tomar el foco sobre alguna línea bien marcada del espectro de comparación que se encuentre en la región central (y lejos de los bordes). Tomando al foco de esta forma se obtiene una imagen más definida y nítida.

Este criterio fue resultado de diferentes pruebas realizadas con el foco posicionado sobre líneas del espectro de ciencia, sobre líneas del espectro de las lámparas de comparación y sobre una región de la placa sin información astrofísica, tanto en regiones centrales como en los bordes de la placa.

Se aconseja no modificar los parámetros omitidos de cada menú, dejando los valores que vienen predeterminados.

A continuación, a modo de resumen, se listarán los pasos a seguir para la obtención de las imágenes escaneadas de placas espectrográficas.

3.1.3. Procedimiento para escanear las placas

1. Prender el escáner con el botón de encendido.
2. Abrir el programa VUESCAN.
3. Establecer las opciones recomendadas para el escaneo en cada solapa del programa descriptas



Figura 3.7: Carril con máscara y placa ingresando en el escáner para la digitalización de la placa.

en la sección § 3.1.2. Tener en cuenta que si la longitud de la placa es chica, no es necesario escanear la totalidad del carril.

4. Extraer la placa a escanear de su sobre contenedor y situarla cuidadosamente sobre su máscara correspondiente (Fig. 3.3).
5. Situar la máscara con la placa en el carril del escáner, asegurándose que quede bien sujeta.
6. Introducir el carril en la ranura del escáner con la flecha del carril apuntando hacia la ranura, como indica la Fig. 3.7. Empujar suavemente el carril, hasta que el escáner lo reconozca y lo termine de introducir mecánicamente.
7. Tomar una vista previa de la imagen a escanear con VUESCAN. Verificar que la imagen contiene la información astrofísica deseada, que no se encuentra recortada en los bordes y que no sea ni muy oscura ni muy clara. Es importante considerar que este paso previo al escaneo permite al usuario corregir cualquier error cometido hasta el momento³.
8. Definir manualmente la posición sobre la cual se hará foco (ver sección anterior).
9. Finalmente, escanear la imagen pulsando el botón que se encuentra en el borde superior izquierdo del panel de previsualización .

³Si luego de introducir el carril en el escáner y ordenarle al VUESCAN que tome una vista previa, el escáner no funciona, generando una previsualización nula, se recomienda al usuario salir del VUESCAN y volver a ejecutarlo. Aunque las opciones establecidas previamente quedan guardadas, es conveniente verificarlas nuevamente. Esta falla ocurre con frecuencia y no se pudo establecer la raíz del problema.

3.2. Conversión de los espectros al formato FITS

Las imágenes obtenidas con el proceso de escaneo se encuentran en formato TIFF (*Tagged Image File Format*). A pesar de ser imágenes con buena calidad, estas sólo permiten el almacenamiento de imágenes 2D, no pudiendo generar estructuras más complejas de almacenamiento. Por este motivo resulta conveniente guardar la información en otro formato, como ser el formato FITS (*Flexible Image Transport System*). Este no sólo guarda imágenes 2D, sino que permite generar el encabezado (o *header*) donde se almacena la información correspondiente a la observación (metadatos). Es por esto que actualmente este es el formato estándar para el almacenamiento y transporte de datos astronómicos.

Para convertir las imágenes del formato TIFF a FITS se utiliza el comando CONVERT:

```
home> convert -negate imagen.tiff imagen.fits
```

donde la opción *-negate* se utiliza para que el color blanco corresponda a valores altos de “cuentas” y negro, para los valores bajos.

Para crear y/o modificar el encabezado de cada imagen donde se encontrarán almacenados los metadatos, usualmente se utiliza la tarea HEDIT de IRAF⁴ (versión 2.11).

Los campos que se han agregado al encabezado de cada imagen son:

- Objeto
- Observatorio
- Fecha de observación
- Tiempo universal
- Tiempo sidéreo
- Ascensión recta
- Declinación
- Época de las coordenadas
- Tiempo de exposición en segundos
- Telescopio
- Detector

⁴IRAF es distribuido por el Observatorio Astronómico Óptico Nacional (NOAO, por sus siglas en inglés), el cual es operado por la Asociación de Universidades para Investigación en Astronomía (AURA), Inc., en virtud del acuerdo de cooperación con la Fundación Nacional para la Ciencia (NSF).

- Tipo de imagen
- Observador
- Instrumento

Estos campos son los mínimos requeridos para ser validados en el formato FITS estándar⁵ exigido por los observatorios virtuales.

Con el objetivo de agilizar esta etapa de trabajo se creó un programa interactivo en lenguaje de programación PYTHON, el cual permite convertir la imagen de TIFF a FITS y completar el encabezado, como se muestra en la Fig. 3.8. El programa debe ser ejecutado en el mismo directorio de las imágenes con las cuales se trabajará y se corre con la línea de comando:

```
ec1> python convert_hedit.py imagen.tiff
```

Luego de este proceso, se obtiene un espectro 2D en el formato adecuado, con los metadatos incorporados, listo para ser extraído.

⁵En la página web <https://fits.gsfc.nasa.gov/fits-verify.html> se puede corroborar esto.

3.2. CONVERSIÓN DE LOS ESPECTROS AL FORMATO FITS

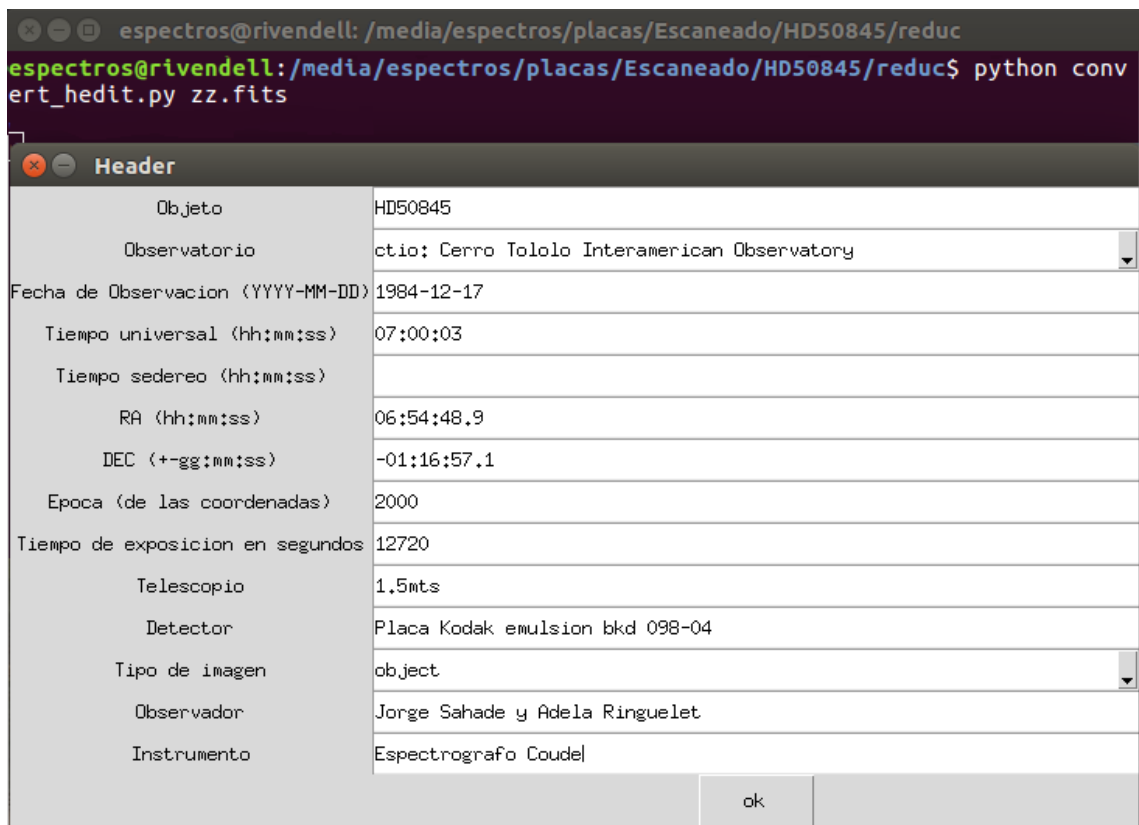


Figura 3.8: Programa *Convert_hedit*. Se muestra la superposición entre una terminal (donde se ejecuta el programa) y la ventana del entorno gráfico desplegada por el programa. En ella se pueden ver los parámetros del encabezado de la imagen a completar. Observar que dos de ellos presentan menús desplegables.

Procesamiento de los espectros digitalizados

En este capítulo se detallará el procedimiento hecho para la extracción óptima de los datos digitalizados. Además se destacarán las principales diferencias entre la digitalización de placas fotográficas respecto a las metodologías utilizadas actualmente para espectros CCDs.

4.1. Extracción de los espectros

Actualmente, a la hora de tomar imágenes CCDs, se obtienen no solamente las imágenes de ciencia propiamente dichas, sino también las imágenes de calibración como *bias*, *darks* y *flats* (ya sean *dome flats*, *sky flats* o *dark flats*). Estas imágenes son utilizadas para múltiples propósitos como:

- Determinar el ruido de lectura y ganancia del CCD;
- Caracterizar la precarga que pueda tener el CCD;
- Restar las contribuciones producidas por corrientes de oscuridad;
- Minimizar los efectos producidos por la variación de la sensibilidad entre los píxeles.

Debido a que las placas espectrográficas son detectores que no utilizan ningún tipo de electrónica para ser obtenidas, no se toman este tipo de calibraciones.

El proceso de registro de un espectro estelar en un CCD o en una placa fotográfica es distinto. En el primer caso, el observador busca que la estrella esté bien centrada y en una única posición de la ranura del espectrógrafo. En cambio, cuando se utilizaban placas fotográficas, se movía la estrella sobre la ranura continuamente de un lado a otro para obtener una traza “ancha” y poder visualizar el propio espectro sobre la placa, como muestra la Fig. 4.1. Es decir, el corte transversal a la dispersión es absolutamente diferente.

Además, las lámparas de comparación, para calibrar en longitud de onda, actualmente suelen ser tomadas inmediatamente antes y/o después de la observación de cada objeto (y en la misma posición

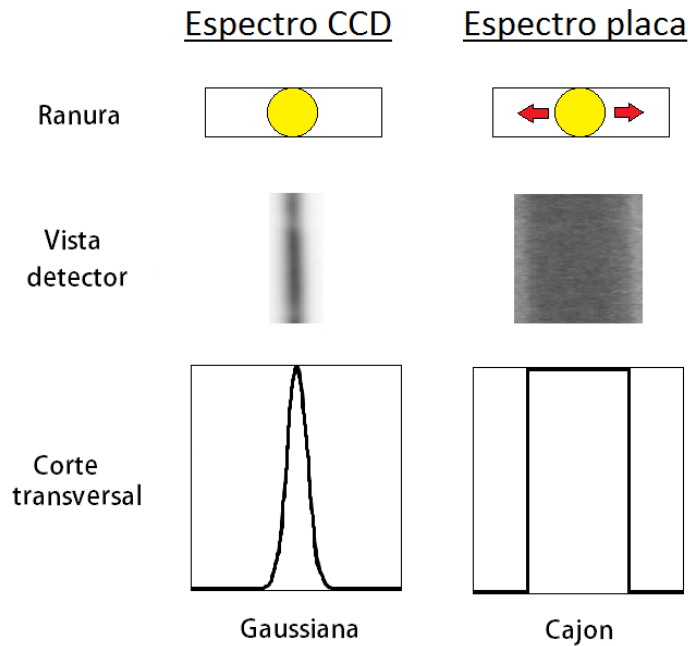


Figura 4.1: Comparación entre un espectro CCD y un espectro obtenido con placa fotográfica. Una de las principales diferencias se evidencia en el corte transversal.

del telescopio que se utilizó para observar dicho objeto) y son registradas en imágenes separadas. En cambio, en las observaciones fotográficas, se registraban en la misma placa, usualmente, arriba y abajo del espectro del objeto astrofísico (ver Fig. 2.2).

Es por ello que el proceso de extracción en los espectros digitalizados es diferente al usualmente utilizado en los espectros obtenidos con CCDs. Ambas metodologías pueden ser resumidas de la siguiente forma:

1. Identificación del espectro.
2. Definición del centro del perfil, la ventana de extracción y la ventana de fondo.
3. Definición de la traza del espectro.

En esta etapa del proceso se han seguido los mismos pasos, utilizando las mismas tareas de IRAF que se usan en la actualidad. Sin embargo, debido a la forma en que los espectros fotográficos son obtenidos, el perfil (perpendicular al eje de la dispersión) es diferente, y se debe tener sumo cuidado. Como se ha mencionado, sobre la misma placa están el espectro de ciencia y los de las lámparas de comparación, por lo que es necesario extraer los tres espectros. Para llevar a cabo esta labor, se utiliza la tarea APALL que está incluida dentro del paquete de tareas APEXTRACT, el cual a su vez está dentro del paquete TWODSPEC. Entonces, dentro de IRAF, se cargan dichos paquetes:

```
ecl> twodspec  
ecl> apextract
```

La tarea APALL realiza un corte transversal (paralelo a la ranura y perpendicular a la dirección de la dispersión). En este paso de la reducción es donde se evidencia la principal diferencia con la extracción de un espectro obtenido con un CCD.

4.1.1. Extracción del espectro de ciencia

Es correcto suponer que si no llegan fotones a la placa, esta no debería aparecer marcada, por lo tanto, la intensidad a registrar debería ser nula. Sin embargo, esto no ocurre y se toma un registro de “cuentas” que no está inicializado en cero.

Haciendo una analogía entre el fondo de placa y lo que representa un *bias* para un espectro CCD, resulta natural pensar en restar el conteo del fondo de placa a la intensidad del espectro que se extraerá. Para realizar dicha resta, se le indica a la tarea APALL que el fondo de placa se corresponda con el “cielo” y que este sea restado al espectro de ciencia.

Para extraer el espectro se necesitan modificar algunos parámetros de la tarea APALL. Por lo tanto, ejecutando:

```
ecl> epar apall
```

se ingresa al menú y se modifican los siguientes parámetros:

- `input=imagen.fits`
Nombre de la imagen a la cual se le extraerá el espectro.
- `output=imagen_esp-sky50.fits`
Nombre con el que quedará guardada la imagen de salida.
- `apertur=1`
Número de aperturas que se desean encontrar. En este caso particular, la placa presenta un solo espectro de ciencia.
- `line=INDEF`
Línea de dispersión (línea o columna perpendicular al eje de dispersión). Si el parámetro no se define (INDEF), la tarea selecciona el medio de la imagen a lo largo del eje de dispersión. Para definir el valor de este parámetro, se recomienda utilizar como soporte algún programa de visualización de la imagen escaneada, como por ejemplo el SAOIMAGE DS9¹ e identificar

¹SAOIMAGE DS9 Version 7.6. es un visor de imágenes e información astronómica, que acepta formatos como imágenes FITS y tablas binarias. Además permite manipular regiones de la imagen, visualizar mapas de colores, cuenta con escalas logarítmicas y la visualización de varias imágenes en distintos marcos. Provee también una fácil comunicación con tareas de análisis externas.

alguna línea de píxeles donde estos espectros tengan una buena relación señal-ruido (S/R). Este parámetro también se puede modificar de manera interactiva sobre la ventana gráfica (*irafterm*) con el comando `:line n` (donde n es el número de línea).

- `t_func=legendre`
Función que ajusta a la traza. La traza del espectro es un indicador de cuan desviado está el espectro respecto a la dirección de dispersión. Este parámetro permite al usuario elegir que tipo de polinomio desea ajustar.
- `t_order=3`
Orden del polinomio que ajustará a la traza. Tener en cuenta que este número hace referencia a la cantidad de términos del polinomio. El orden óptimo para el ajuste del polinomio es aquel que minimice el valor cuadrático medio (rms, del inglés *root mean square*). En nuestros casos un orden 6 fue suficiente, y se obtuvieron rms del orden de 0.05. Este parámetro se puede modificar interactivamente sobre el *irafterm* con el comando `:o n` (donde n es el orden del polinomio).
- `b_sampl=-180:-140,140:180`
Regiones en píxeles en donde la tarea determinará el nivel del fondo. Los valores ingresados se pueden modificar en el modo interactivo, y servirán para hacer una buena estimación del fondo de la placa.
- `backgro=median`
Función estadística con la cual se determinará el valor del fondo y se lo restará al valor del espectro extraído.
- `skybox=50`
Región rectangular definida como $skybox \times b_sampl$ donde la tarea realizará la estadística para calcular el valor del fondo.

Los parámetros restantes conservan los valores que tienen asignados por defecto. Luego de establecer los parámetros se corre la tarea. Inmediatamente se despliega una ventana gráfica. Esta muestra un corte transversal a la dirección de la dispersión, como se muestra en la Fig. 4.2.

Se puede ver que es fácil identificar los datos pertenecientes al espectro de ciencia y los pertenecientes a la señal de fondo de la placa. Luego se continúa indicándole a la tarea las regiones del espectro de ciencia y las regiones del fondo a restar.

Determinación de las regiones de interés

Para poder tener una mejor visualización de las regiones de interés en el corte que se está visualizando, se puede definir una región del gráfico a conveniencia. Con el cursor posicionado en el límite inferior izquierdo de la región que se desea agrandar se tipea “w” y luego posicionando el

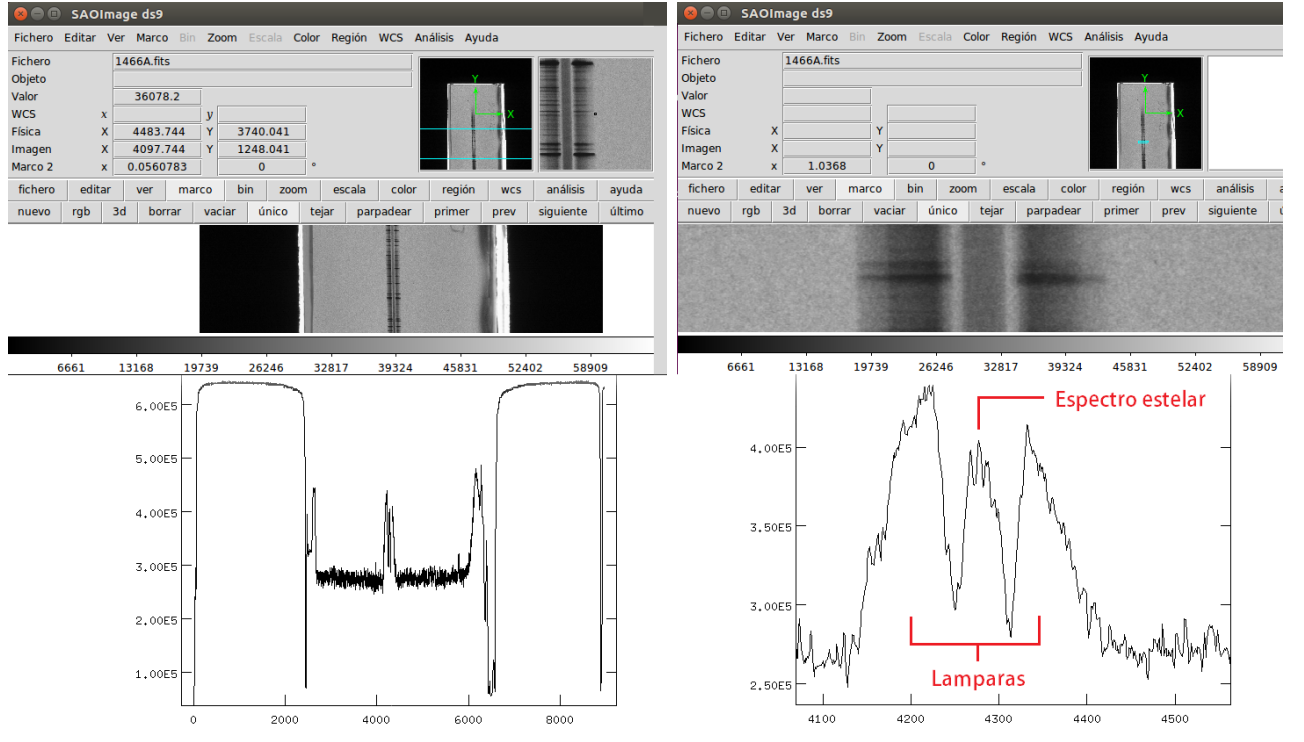


Figura 4.2: En ambos paneles, se muestran superpuestas la ventana gráfica de la tarea APALL junto con el visor de imágenes SAOIMAGE DS9. De esta forma se puede apreciar como la tarea despliega la intensidad de un corte de una línea perpendicular a la dirección de dispersión. El panel derecho muestra una ampliación de la región del espectro de ciencia y las lámparas de comparación.

cursor en el límite superior derecho se presiona la tecla “e”. Para volver a la imagen original se tipea “w” y “a”.

Entonces, agrandando la región del espectro de ciencia para visualizarla mejor, como se muestra en el panel derecho de la Fig. 4.2, quedan evidenciadas las posiciones de los tres espectros (dos lámparas, una a cada lado, y en el centro, el de ciencia). Estos no tienen la forma de cajón mostrado en la Fig. 4.1, debido a que el desplazamiento de la estrella en la ranura no fue uniforme. Para indicar el espectro de ciencia, se debe marcar el centro y el ancho de dicho espectro, es decir, la apertura. Se posiciona el cursor a mitad de la longitud que ocupa el espectro y se tipea a letra “m”. Esto marca como centro de la apertura aproximado al máximo de intensidad en la proximidad del cursor y puede ser visualizado en la ventana gráfica por medio de una cruz blanca. A continuación, considerando la altura mitad del espectro, se indica el ancho total del espectro posicionando el cursor en el borde izquierdo y se tipea la letra “l” (proveniente de *lower*) y luego en el derecho y se tipea la letra “u” (proveniente de *upper*).

Esta acción delimita la apertura del espectro y puede ser visualizado como la extensión de la marca del centro de la apertura longitudinalmente, como muestra la Fig. 4.3.

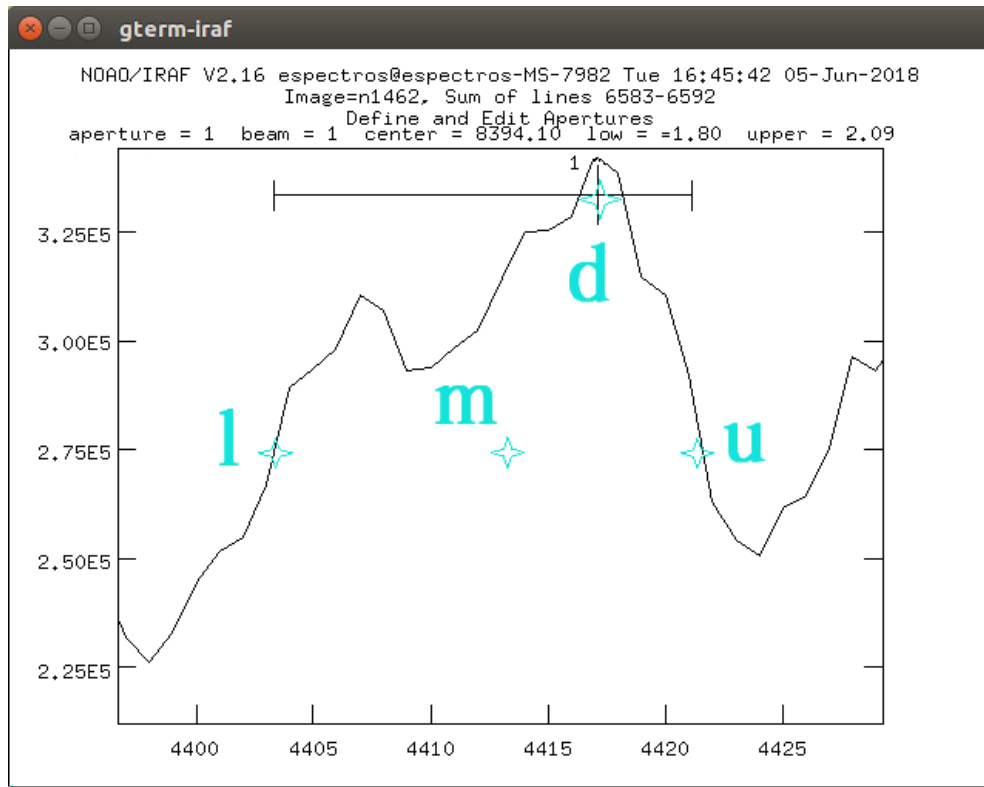


Figura 4.3: Corte transversal del espectro de ciencia. Con celeste se indica la posición aproximada del cursor y que letra presionar para lograr definir la apertura correctamente.

Para eliminar el centro de la apertura elegida, en caso de que el usuario quede insatisfecho o ésta sea incorrecta, se ubica el cursor cerca de la marca de la apertura y se presiona la letra “d” (*delete*).

Determinación del fondo

Una vez definida la apertura, presionando la letra “b” (*background*) se pasa a una nueva pantalla que permite la selección interactiva de las regiones de fondo. Estas dos regiones fueron definidas con el parámetro *b_sampl*, pero es importante verificar que los valores prefijados son adecuados. Estas zonas deben estar lo suficientemente alejadas del espectro para no incluir datos estelares (ni de las lámparas de comparación) pero lo suficientemente cerca del espectro para ser un dato coherente a la hora de realizar la resta. En caso de que dichas regiones no sean satisfactorias, el usuario puede eliminarlas situando el cursor cerca de las mismas y presionando la letra “d” para eliminar las aperturas de ciencia y la letra “z” para eliminar las aperturas del fondo. Para volver a definir estas regiones, se posiciona el cursor en el comienzo de la región, se presiona la letra “s” (*sample*), se mueve el cursor hasta el final de la región a seleccionar y se vuelve a presionar la letra “s”. Recordar que se deben tener dos regiones de fondo, una a cada lado del espectro, como indica la Fig. 4.4.

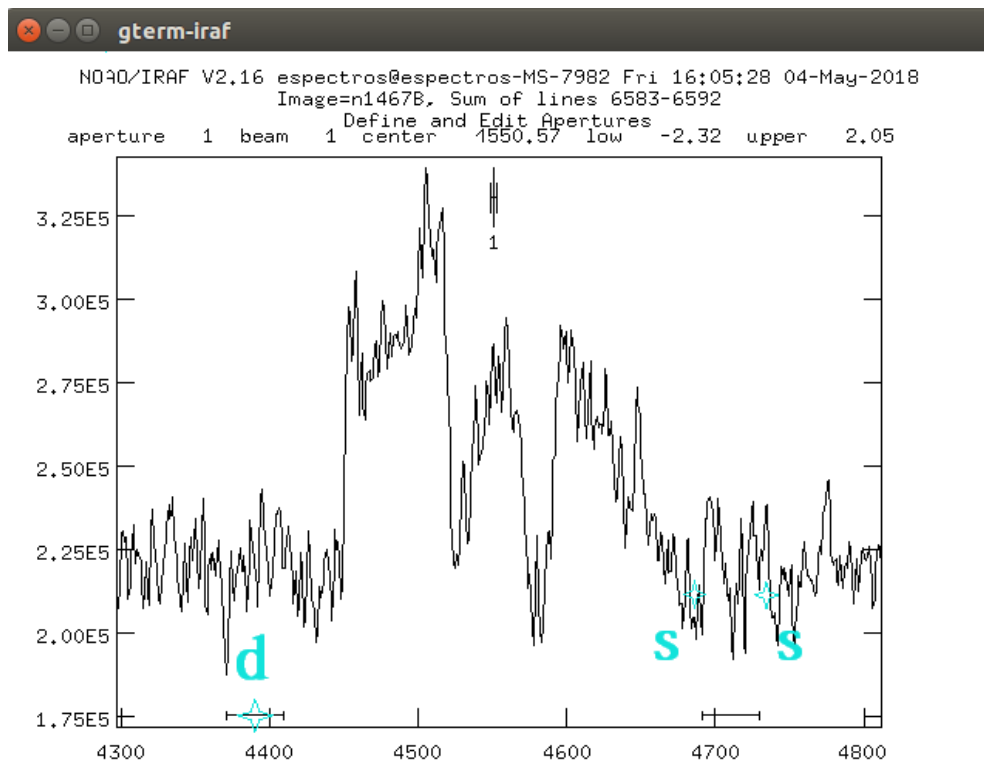


Figura 4.4: Corte transversal del espectro y las lámparas de comparación. En ella se encuentra marcado en celeste los lugares sobre los cuales se debe posicionar el cursor y las letras a presionar para poder definir la región de fondo.

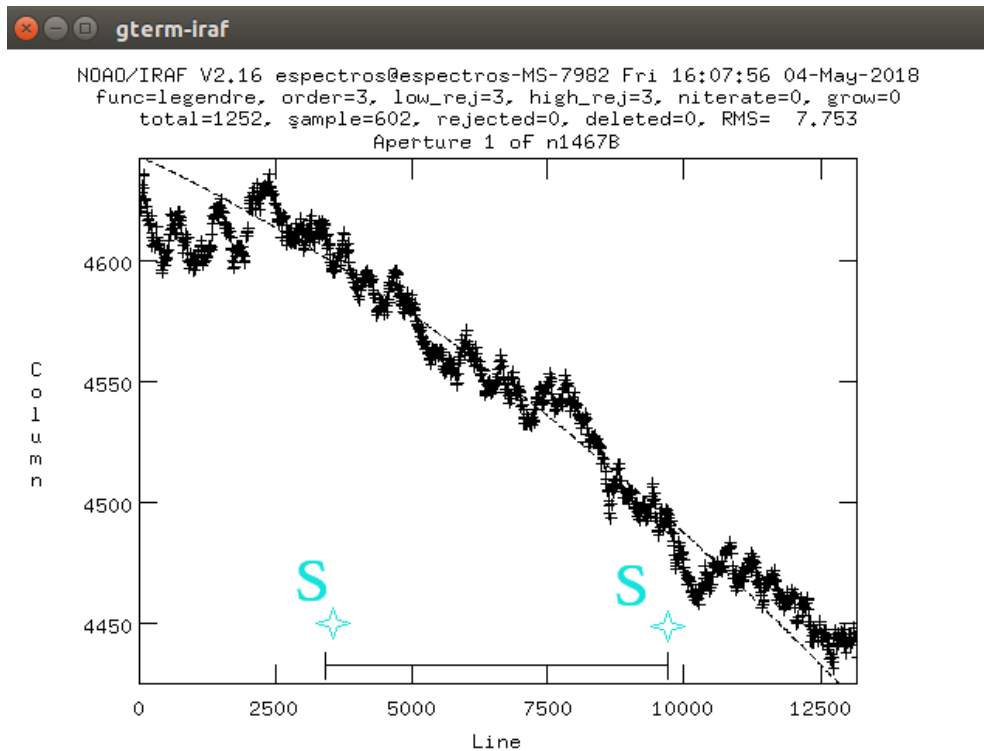


Figura 4.5: Traza del espectro. Se puede ver que esta no es una constante, con lo cual el espectro se encuentra inclinado respecto a la dirección de dispersión. En celeste se muestra donde posicionar el cursor y que letra presionar para definir la región en la que se ajustará la traza.

Una vez seleccionado el fondo, tipeando la letra “q” (*quit*), se vuelve a la pantalla anterior y se vuelve a tipear la letra “q”. Luego de algunos cálculos, la tarea continua ejecutándose para revelar la traza del espectro.

Ajuste de la traza

La traza del espectro queda representada con el pixel de máxima intensidad en la zona marcada como apertura. Como se puede ver en la Fig. 4.5, dicho máximo de intensidad no siempre se encuentra en el centro de la apertura, sino que depende de la observación. Como se mencionó anteriormente, para registrar las placas espectrográficas, los observadores situaban el objeto de interés en la ranura del espectrógrafo y lo desplazaban levemente de un lado al otro en el sentido de la longitud de la ranura, para generar una mayor apertura en el espectro resultante, y poder así visualizarlo mejor. Esto era necesario ya que las mediciones se realizaban con métodos más rudimentarios que con los que se cuenta actualmente. Como el desplazamiento era manual, era frecuente que el objeto permaneciera por diferentes lapsos de tiempo en distintas posiciones de la placa. Por esta razón, el máximo de intensidad no se encuentra necesariamente en el centro de

la apertura del espectro. De acuerdo a lo predeterminado anteriormente por el usuario, la tarea APALL, ajusta a la traza con un polinomio de Legendre de orden 3. Sin embargo, puede ocurrir que en algún caso en particular, el espectro se diluya en los bordes de la placa y la traza no sea fiel al máximo de intensidad del espectro de ciencia, como muestra la Fig. 4.5. En estos casos, es necesario delimitar la región a ajustar. Para realizar esto, las regiones quedan delimitadas presionando la letra “s” de manera análoga a lo hecho previamente en la selección de las regiones de fondo. Ahora, con la nueva región delimitada, se presiona la letra “f” (*fit*) para que la tarea ajuste el polinomio con los nuevos parámetros. Una vez que el usuario quedó conforme con el ajuste, se presiona la letra “q” y finaliza la tarea. El espectro extraído se encuentra en el archivo de salida predeterminado y puede ser visualizado con la tarea SPLOT de la siguiente manera:

```
ecl> splot imagen_esp-sky50.fits
```

Una vez extraído el espectro de ciencia, se debe proceder a extraer las lámparas de comparación para poder realizar posteriormente la calibración en longitud de onda.

4.1.2. Extracción de los espectros de comparación

Para extraer los espectros de comparación se utilizará también la tarea APALL. Se debe tener en cuenta que como se tienen dos lámparas de comparación, una a cada lado del espectro, se deberá correr dos veces la tarea, una por cada espectro.

Si bien la tarea genera un archivo que contiene la resta del espectro de ciencia y el de fondo, también genera un archivo en el que se encuentra almacenado solamente el espectro del fondo. Es por ello que resulta conveniente, utilizando los mismos parámetros de la traza utilizadas en las imágenes anteriores, definir como “fondo” a las regiones donde están registradas las lámparas de comparación. De esta forma se logra independizar los espectros de las lámparas de comparación. Para proceder con este método, se modificaron los siguientes parámetros de la tarea APALL:

- `input=imagen.fits`
Imagen de la cual se extraerá el espectro de comparación.
- `output=imagen_lamp1.fits`
Imagen de salida. Al correr la tarea por segunda vez para extraer la segunda lámpara, solo se deberá modificar este parámetro.
- `reference=imagen.fits`
Imagen de referencia. La tarea utiliza la apertura y la traza definidas en esta imagen.
- `profile=imagen.fits`
De esta forma la tarea toma los parámetros de las imágenes ya trabajadas, cuyas aperturas de espectro y cielo ya están previamente determinadas.

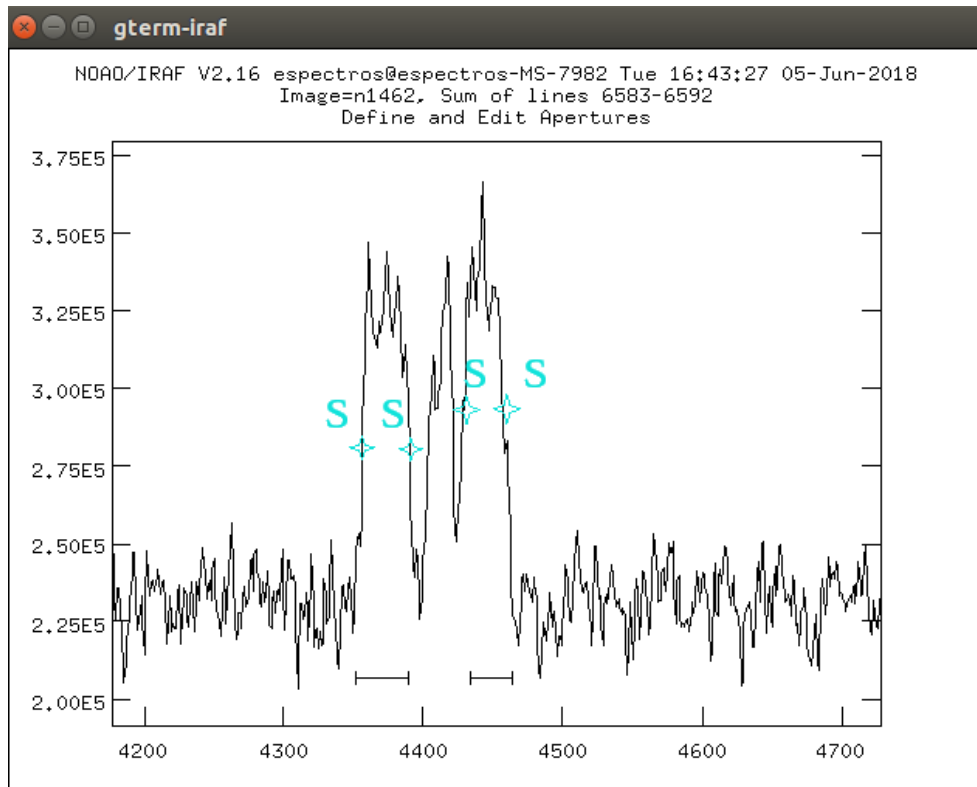


Figura 4.6: Corte transversal hecho en la región del espectro de ciencia y las lámparas de comparación por la tarea APALL. En celeste se encuentra marcado donde posicionar el cursor y qué tecla apretar para indicar la apertura de las lámparas a extraer.

Como ya se ha trabajado en las aperturas, no será necesario que los siguientes parámetros sean fijados de manera interactiva, por lo tanto:

- find=no
- recente=no
- resize=no
- trace=no
- fittrac=no

El resto de los parámetros permanecen en modo interactivo.

- b_sampl=-180:-140,140:180

Este parámetro se modificará de manera interactiva, por eso quedan prestablecidos los valores utilizados en la extracción previa.

- `backgr=fit`
Se pide que la tarea modele el fondo.
- `skybox=1`
Se utiliza una sola línea de píxeles para hacer la estadística, a diferencia del área rectangular utilizada en la subsección § 4.1.1.

Se corre la tarea y en la ventana gráfica se procede a definir el parámetro *b_sample* de manera interactiva, borrando y redefiniendo las regiones de fondo como se explicó en la subsección § 4.1.1. La nueva apertura de fondo será la apertura de una de las lámparas, como se muestra en la Fig. 4.6. Una vez tomada la apertura, se presiona la tecla “q” para finalizar la tarea. Se aplica esta metodología para la lámpara de la izquierda y de la derecha.

Una vez generados los archivos de salida estos se pueden visualizar utilizando la tarea SPLOT. En estos espectros, el dato de interés se encuentra en la banda número 3 donde está el espectro de la lámpara de comparación. Para cambiar de banda dentro de la tarea SPLOT, el usuario debe tipear “%” + “número de banda que desea ver”. Debido a que el dato que se busca se encuentra en la banda 3 del archivo de salida generado por la tarea APALL, se genera una copia de dicho espectro en un nuevo archivo utilizando el comando SCOPY:

```
ecl> scopy imagen_lamp1.fits[*],1,3 imagenlamp1.fits
```

Realizando este procedimiento de extracción para todos los espectros de la estrella y para ambas lámparas de comparación por cada imagen, se cuenta con los datos necesarios para comenzar el procedimiento de calibración en longitud de onda.

4.2. Calibración en longitud de onda

Una vez extraídos los espectros, la calibración en longitud de onda se realiza de manera análoga a la actual. Para calibrar las lámparas, se utilizó un espectro de una lámpara de hierro (Fe) de alta resolución ($< 10 \text{ Å mm}^{-1}$), proporcionado por la casa fotográfica Jarrell-Ash Company² y además, un espectro unidimensional digital de una lámpara de Fe (generado por el Dr. R. Gamen durante su tesis de licenciatura). Mediante el uso de la tarea IDENTIFY, es posible definir un polinomio tal que se le asigne una longitud de onda a cada pixel. Para acceder a la tarea IDENTIFY ejecutar:

```
ecl> noao  
ecl> onedspec  
ecl> epar identify
```

Los parámetros que se modificarán son (ver Fig. 4.7):

²Jarrell-Ash Company es una casa especializada en instrumentos ópticos como microscopios, aparatos de proyección, espectrógrafos, polarímetros, aparatos de difracción de rayos X y refractómetros. Estuvo vigente entre los años 1933 a 1968 en Boston, Massachussets, Estados Unidos.

```

                                I R A F
                        Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = onedspec
TASK = identify

images = 1466Blamp1.fits Images containing features to be identified
(section= middle line) Section to apply to two dimensional images
(databas= database) Database in which to record feature data
(coordli= Fe.dat) User coordinate list
(units = ) Coordinate units
(nsum = 10) Number of lines/columns/bands to sum in 2D image
(match = -3.) Coordinate list matching limit
(maxfeat= 300) Maximum number of features for automatic identif
(zwidth = 100.) Zoom graph width in user units
(ftype = emission) Feature type
(fwidth = 4.) Feature width in pixels
(cradius= 5.) Centering radius in pixels
(thresho= 0.) Feature threshold for centering
(minsep = 2.) Minimum pixel separation
(funcio= legendre) Coordinate function
(order = 1) Order of coordinate function
(sample = *) Coordinate sample regions
(niterat= 0) Rejection iterations
(mode = ql)
```

Figura 4.7: Parámetros de la tarea IDENTIFY. En rojo se encuentran marcados los que han sido modificados para este trabajo en particular.

- `images=imagenlamp1.fits`
Imagen de la lámpara a calibrar.
- `coordli=Fe.dat`
IRAF cuenta con archivos *ascii* en donde están listadas las longitudes de onda de líneas correspondientes a diferentes lámparas de comparación. La que se encuentra seleccionada por defecto es la lámpara de Helio-Neón-Argón (HeNeAr). Debido a que las lámparas usadas en la época de las placas espectrográficas son de hierro, la lámpara de IFAR que mejor se adapta a este caso es la FeAr. En este trabajo, sin embargo, se ha modificado esta lista de FeAr, eliminando las líneas correspondientes al Ar y agregando algunas líneas de Fe identificadas en los espectros de comparación pertenecientes a Jarrell-Ash Company. De esta forma se ha creado el archivo Fe.dat (será puesto público en la versión electrónica de este trabajo).
- `maxfeat=300`
Cantidad máxima de líneas que la tarea selecciona automáticamente de la lista seleccionada.
- `funcio=legendre`
Función que utilizará el programa para hacer el ajuste.

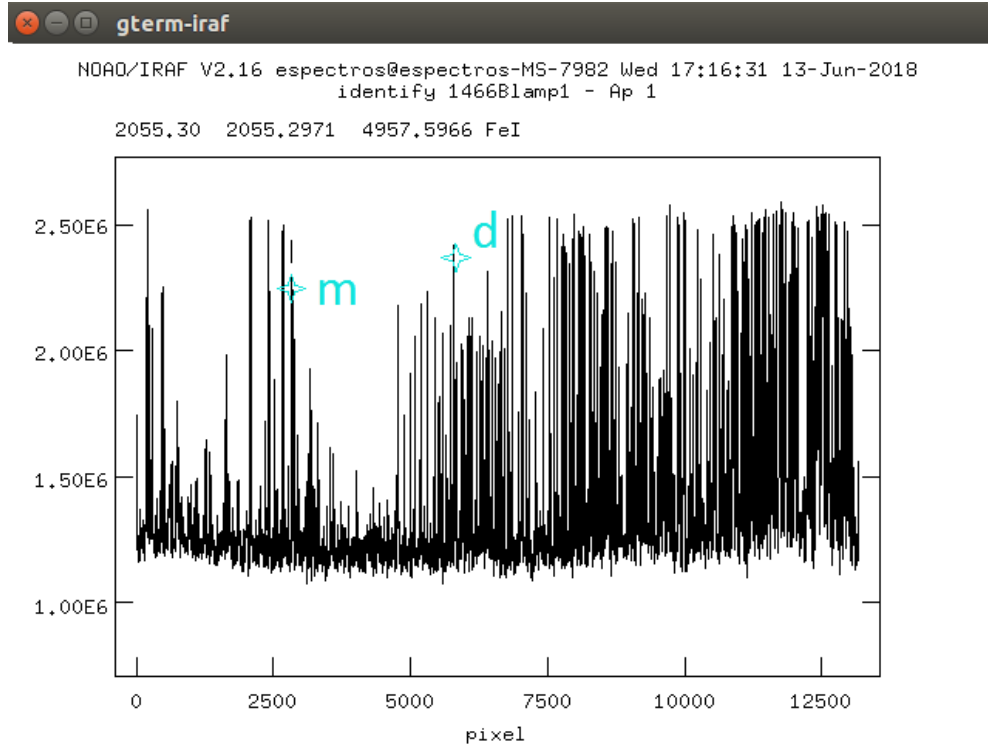


Figura 4.8: Lámpara de comparación a calibrar por medio de la tarea IDENTIFY. En celeste se encuentran marcadas las posiciones donde situar el cursor y las teclas a presionar para llevar a cabo la identificación de líneas.

Al correr la tarea aparece una ventana gráfica en donde se encuentra desplegado el espectro de la lámpara a calibrar, como muestra la Fig. 4.8. Posicionando el cursor sobre la línea a identificar y presionando la letra “m” (*mark*) aparece un tilde encima de la línea marcada y se pide al usuario que ingrese por teclado la longitud de onda en reposo correspondiente. Si se ha hecho previamente un ajuste del polinomio o la línea fue previamente identificada, la tarea sugiere una longitud de onda. En caso de haber marcado mal la línea, se elimina la identificación hecha posicionando el cursor sobre ella y presionando la letra “d”.

A continuación, se enumeran algunos consejos importantes que facilitarán la difícil tarea de la identificación de líneas:

1. El primer aspecto a tener en cuenta es encontrar un despliegue gráfico adecuado de la lámpara para que se asemeje lo más posible a las lámparas que se tienen de referencia (ver la explicación en la sección § 4.1.1 para ampliar o reducir el despliegue).
2. No es necesario identificar todas las líneas que presenta la lámpara, pero sí es importante tener un buen muestreo en particular en los bordes. De esta forma, se asegura tener un buen ajuste por mínimos cuadrados del polinomio de Legendre.

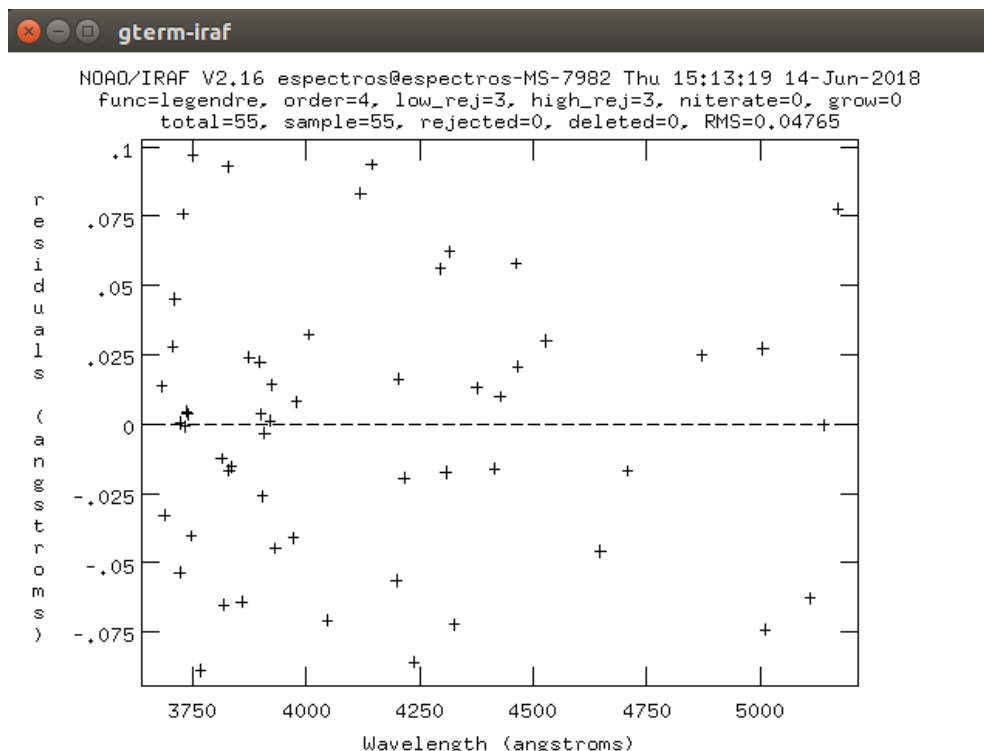


Figura 4.9: Residuos correspondientes al ajuste hecho por mínimos cuadrados del polinomio de Legendre en la identificación de líneas.

3. Para poder realizar una buena identificación de líneas, se recomienda al usuario utilizar como guía a las líneas más intensas y las regiones donde se ve una ausencia de líneas. También se recomienda guiarse por la intensidad relativa entre las líneas.

Una vez marcadas al menos diez líneas de la forma más homogénea posible en los extremos y el centro del espectro, es posible hacer un primer ajuste para evaluar cuán buena fue la identificación. Para ello, se presiona la tecla “f”. A continuación se muestra en el *irafterm* un gráfico de la diferencia entre los valores ingresados por el usuario de la longitud de onda y el valor obtenido por el ajuste, como se ve en la Fig. 4.9. Es decir, un gráfico de los residuos. Presionando la tecla “i” se pueden visualizar los errores en unidades de km s^{-1} , como detalla la Fig. 4.10. Notar que dichas unidades provienen de la velocidad radial:

$$V_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} c \quad (4.1)$$

donde λ es la longitud de onda, $\Delta\lambda$ es el corrimiento en la longitud de onda debido a la velocidad estelar relativa al observador y c es la velocidad de la luz. Esta medida representa el valor de los errores correspondientes a la longitud de onda y usualmente se utiliza este gráfico para evaluar cuán

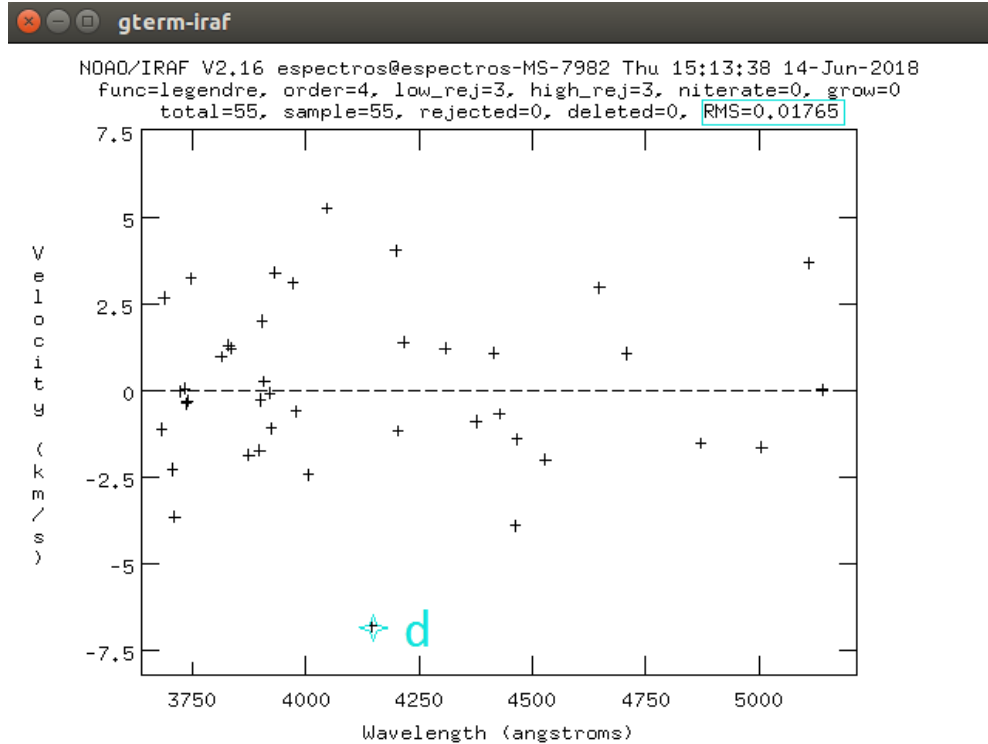


Figura 4.10: Errores correspondientes al ajuste hecho en función de la velocidad radial. En celeste se muestra en que posición poner el cursor y que tecla presionar para eliminar puntos que se alejen de la distribución. Además también se encuentra marcado el rms, parámetro importante que permite evaluar si el ajuste fue bueno o no.

bueno fue el ajuste. Los puntos marcados en el gráfico deben estar distribuidos en forma aleatoria. En caso de no suceder esto, se tiene un ajuste con errores correlacionados, es decir, un mal ajuste. En dicho caso se pueden eliminar puntos o modificar el orden del polinomio.

Para eliminar puntos se posiciona el cursor sobre el punto en cuestión y se presiona “d”. Luego, se ajusta nuevamente con “f”. Sin embargo, se recomienda fuertemente no eliminar identificaciones correspondientes a los bordes del espectro, para impedir que el polinomio ajustado tome valores extremos (muy grandes o muy chicos) en los bordes. Un parámetro que facilita evaluar si el ajuste es bueno es el rms que se encuentra listado en el borde derecho superior de la ventana gráfica. Se espera que el $\text{rms} < 0,1$.

Para incrementar el orden del polinomio de Legendre, en la ventana gráfica, se tipea `:o n` (donde n es el orden del polinomio) y se vuelve a realizar el ajuste con “f”. Es importante ser coherente respecto a la cantidad de líneas identificadas y el orden del polinomio para realizar el ajuste, es decir, el orden del polinomio no puede superar la cantidad de líneas identificadas. Se recomienda utilizar el menor orden posible para evitar grandes fluctuaciones en el polinomio.

Una vez que se tiene un ajuste adecuado de las líneas identificadas, se presiona “q” y se vuelve al despliegue de la lámpara de comparación. Allí, para no continuar con la identificación manualmente, presionando la letra “l” (*list*), la tarea identifica automáticamente todas las líneas listadas en el archivo Fe.dat. Luego se realiza nuevamente el ajuste y se procede a eliminar puntos y/o cambiar el orden del polinomio hasta obtener un ajuste adecuado. Se sale de la tarea presionando “q”.

Para la calibración de la segunda lámpara, no es necesario repetir la totalidad del procedimiento. La tarea REIDENTIFY permite identificar automáticamente una imagen, utilizando otra imagen como referencia. En este caso en particular, la lámpara previamente calibrada:

```
ecl> reidentify
reference=imagenlamp1.fits
images=imagenlamp2.fits
```

Se recomienda, de todos modos, verificar que la identificación de las líneas fue correcta y que el ajuste hecho es óptimo.

Luego de haber calibrado ambas lámparas en longitud de onda, es necesario asignar estas soluciones al espectro de ciencia. Si bien ambas lámparas de comparación a cada lado del espectro son idénticas, muchas veces se encuentran desplazadas una respecto a la otra a lo largo del eje de dispersión. Por esta razón, lo más conveniente es hacer una interpolación entre los polinomios correspondientes a cada lámpara.

Para llevar a cabo esto, se utilizaron las tareas REFSPECTRA y DISPCOR.

```
ecl> epar refspectra
```

Los parámetros a modificar son:

- input=imagen_esp-sky50.fits
Nombre del espectro de ciencia
- references=imagenlamp1.fits, imagenlamp2.fits
Nombres de las lámparas de comparación que utilizarán como referencia.
- select=interp
Se indica que se interpolarán las lámparas.
- override=yes
Sobrescribe el archivo en caso de que se quiera referenciar con otra lámpara de comparación.

Al correr la tarea pide que se confirme si efectivamente las lámparas ingresadas son las que se desean usar para la calibración. Una vez hecho esto, se ejecuta la tarea DISPCOR para calibrar el espectro de ciencia.

```
ecl> epar dispcor
```

Aquí solo se modifica:

- `input=imagen_esp-sky50.fits`
Nombre del archivo de ciencia al cual se le aplicará la calibración en longitud de onda.
- `output=wimagen_esp-sky50.fits`
Nombre de salida que tendrá la imagen ya calibrada en longitud de onda.

Finalmente, se obtiene un espectro de ciencia calibrado en longitud de onda.

4.3. Normalización del espectro

Para normalizar un espectro, se ajusta un polinomio al continuo y luego se realiza el cociente entre el espectro y dicho polinomio. Para esto se utiliza la tarea SPLOT.

```
ec1> splot wimagen_esp-sky50.fits
```

Al desplegarse la ventana gráfica, se muestra el espectro calibrado. Presionando la tecla “t”, la tarea permite elegir, entre otras opciones, normalizar el espectro (presionando “/”). Para una mejor visualización, se presiona “h” y a continuación se ingresa el comando:

```
:markrej no
```

para que quite de la visualización los puntos rechazados por el ajuste, representados con rombos. Luego se vuelve a graficar presionando “r” (*redraw*). Aquí se puede apreciar al polinomio que ajusta el continuo de la estrella por medio de una línea punteada. Para poder distinguir el continuo del espectro, se recomienda cambiarle el color mediante el comando:

```
:c 4
```

Ahora el continuo aparece marcado en color celeste, como indica la Fig. 4.11. La normalización consiste en ajustar el continuo de la estrella con un polinomio. En el borde superior de la ventana gráfica, se especifica el tipo de función utilizada. Se recomienda al usuario utilizar Legendre mediante el comando:

```
:func legendre
```

Una vez hecho esto, se debe decidir que orden de polinomio ajusta de manera óptima al continuo de dicho espectro. Para modificar el orden del polinomio se utiliza el comando:

```
:o “numero del orden a utilizar”
```

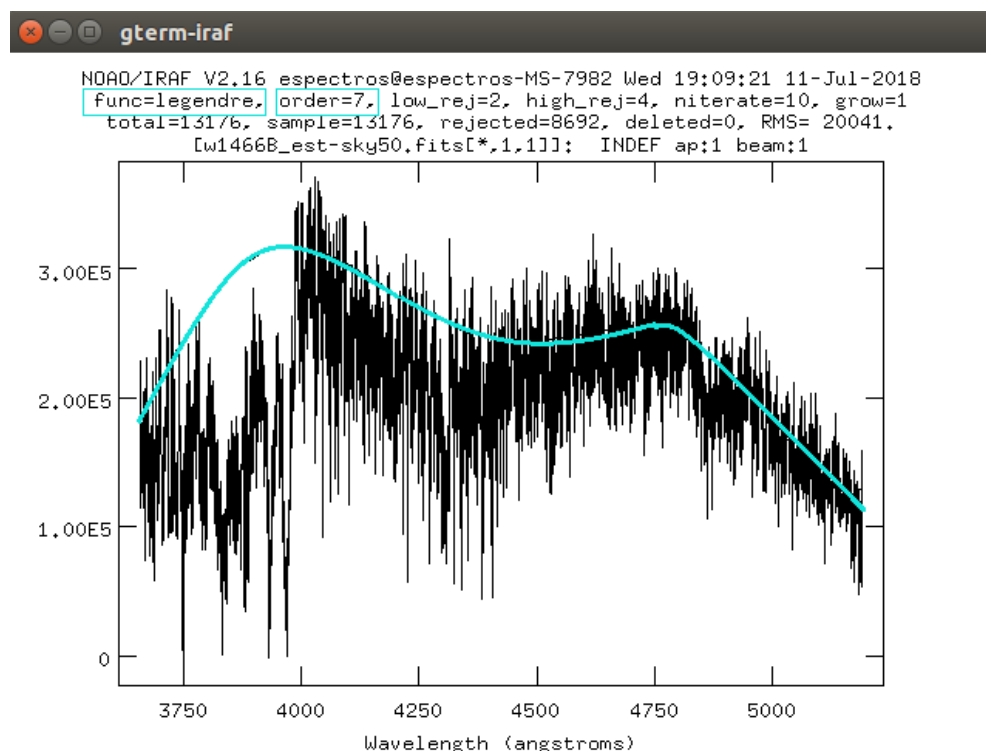


Figura 4.11: Espectro calibrado en longitud de onda. En celeste esta marcado el continuo de la estrella, aproximado por un polinomio de Legendre, en este caso, de orden 7.

Para ajustar de manera óptima el continuo es conveniente que el polinomio sea del menor orden posible y seguir a grandes rasgos el espectro graficado, pero no debe ajustar las líneas. Teniendo esto en cuenta, para justar los continuos de los espectros con los que se ha trabajado se han utilizado ordenes que varían entre 3 y 8. Una vez realizada la normalización, se sale presionando “q”. Entonces se presenta el polinomio normalizado como lo muestra la Fig. 4.12. Para guardar el espectro normalizado se presiona “i” y se ingresa un nuevo nombre de archivo.

Finalmente, luego de todas las tareas y procesos aplicados, se tiene un espectro reducido y listo para analizar.

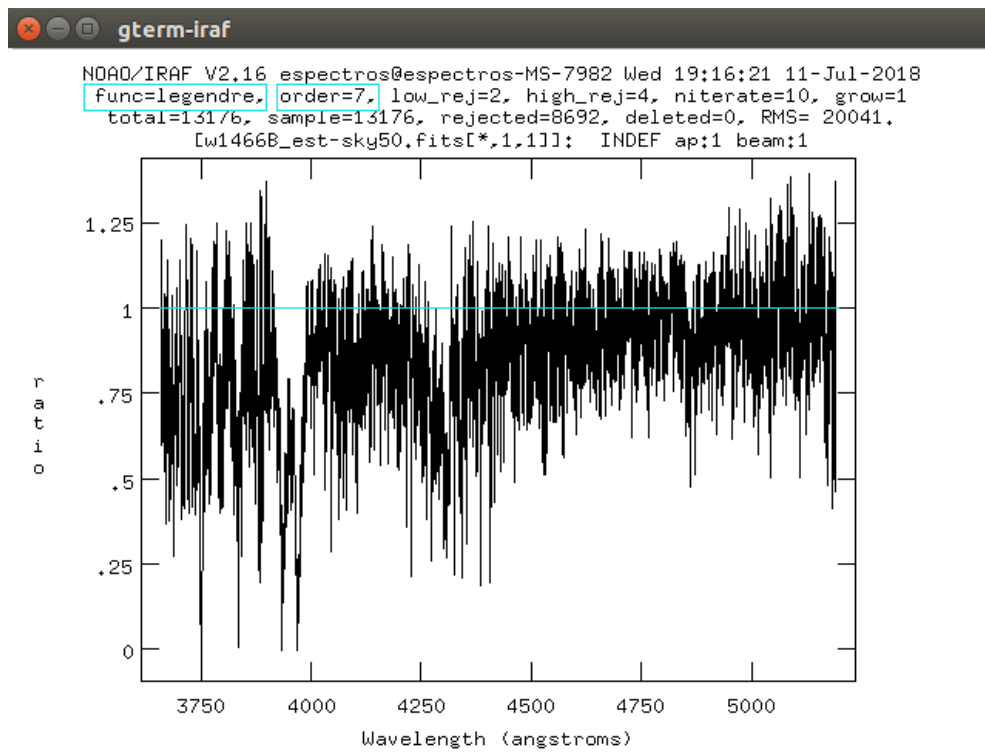


Figura 4.12: Espectro normalizado por medio de un polinomio de Legendre de orden 7. La línea celeste en el gráfico marca por donde pasa el continuo de la estrella.

Capítulo 5

Análisis de los datos

En este capítulo, se presentarán los resultados obtenidos del análisis y medición de los espectros digitalizados. En particular se analizarán dos aspectos: uno cualitativo, donde se estudiará la morfología del espectro, y otro cuantitativo a través de la medición de parámetros como la velocidad radial y la intensidad de las líneas espectrales. En el análisis, se compararán los resultados con los publicados por Sahade & Ringuelet (1985) y Sahade et al. (1987) para verificar y cuantificar la validez del proceso de digitalización realizado.

5.1. Análisis morfológico y clasificación espectral

Mediante una primera inspección visual se puede notar que los espectros escaneados son similares a los presentados en el trabajo realizado por Sahade et al. (1987). En la Fig. 5.1 se muestran los dos espectros en cuestión. Allí se puede apreciar, en primer lugar que las calibraciones en longitud de onda de nuestro espectro digital y el presentado por Sahade et al. (1987) coinciden muy bien. Además se observa que la forma de los perfiles de línea se mantiene sin modificaciones en los espectros digitalizados. Se ha logrado también reproducir la notoria diferencia de intensidad de las líneas de FeI y CaI ($\lambda 4226 \text{ \AA}$) existente entre las observaciones de febrero y diciembre de 1998, notando que éstas son más débiles en los espectros de diciembre que en los de febrero, como muestra la Fig. 5.2. Dicha diferencia fue observada originalmente por J. Sahade. La gran similitud de nuestros espectros con los previamente publicados da lugar a que podamos realizar la identificación correcta de líneas y bandas moleculares y la medida de las intensidades y los anchos de las mismas, otorgando confiabilidad al método de digitalización y reducción desarrollado.

Continuando con el análisis morfológico, se analizará la clasificación espectralmente de los datos digitalizados. Como espectros de referencia para la clasificación se han utilizado los espectros presentados en el trabajo de Gray & Corbally (2009)¹.

¹Los espectros de referencia se pueden encontrar en el siguiente link:
<https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>

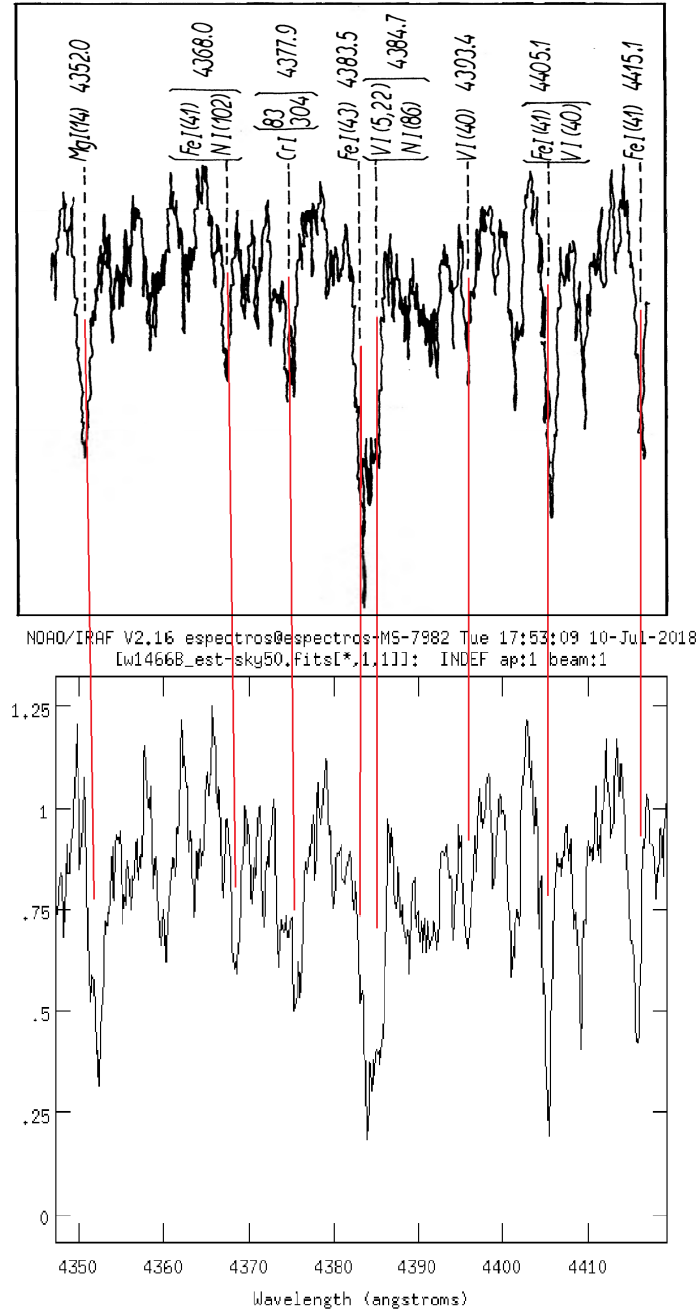


Figura 5.1: Comparación morfológica entre los espectros extraídos de la misma placa. En el panel superior se muestra el espectro extraído por [Sahade et al. \(1987\)](#) y en el panel inferior se muestra el espectro digitalizado.

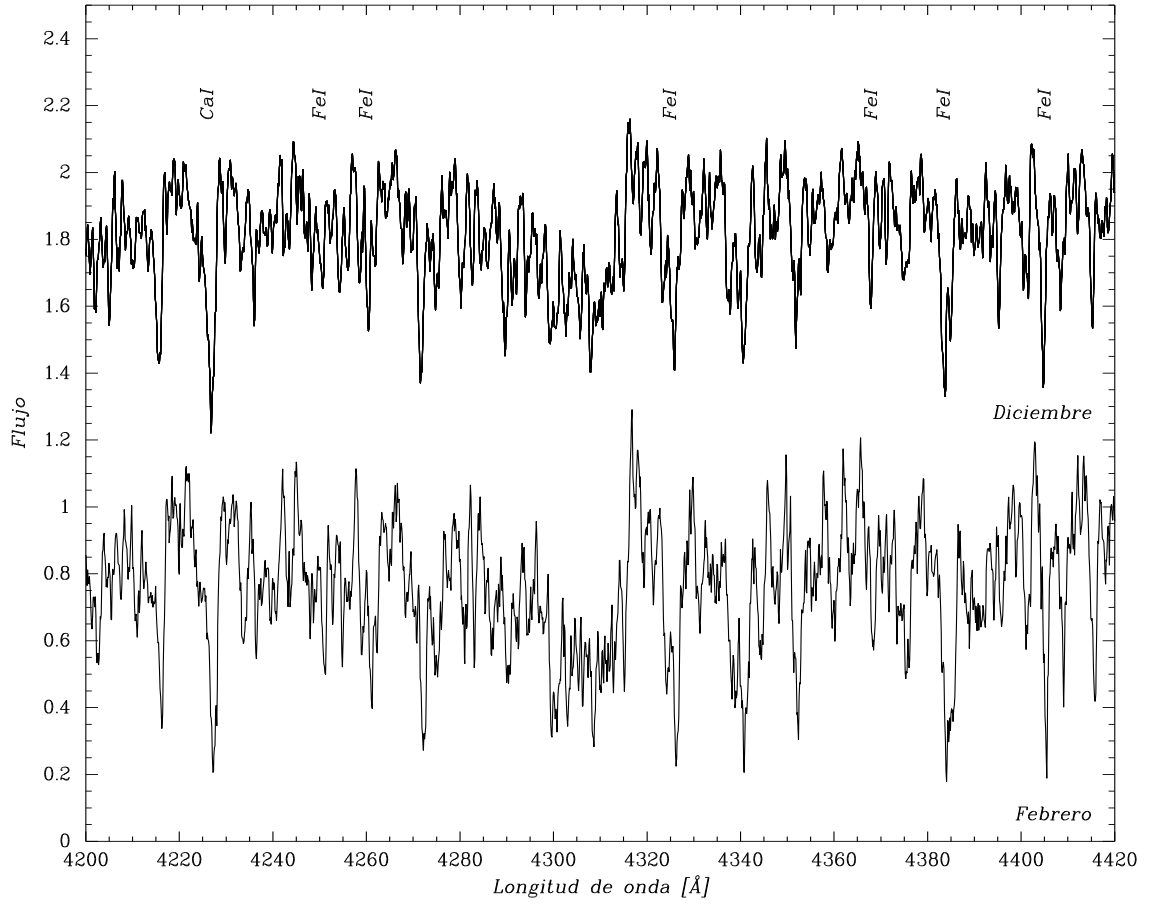


Figura 5.2: Espectros digitalizados pertenecientes a observaciones de febrero y diciembre en el rango de longitudes de onda de 4200 Å y 4420 Å. Se puede ver claramente que las intensidades de las líneas del espectro de febrero (D1466) son más pronunciadas que las del espectro de diciembre (D1600).

Si bien las placas espectrográficas escaneadas fueron cinco, se tomó la decisión de mostrar los resultados obtenidos a partir de cada espectro con mayor relación señal a ruido de cada una de las dos épocas: D1466 (febrero) y D1600 (diciembre).

Se realizó un análisis cualitativo donde se observa que las intensidades de las líneas de H se incrementan desde tipos espectrales tempranos, como estrellas O y B, hasta llegar al máximo de intensidad en los tipos espectrales A. Luego, estas líneas comienzan a atenuarse para estrellas más tardías. Además, algunas líneas metálicas comienzan a volverse más intensas y pueden aparecer algunas bandas moleculares (como la banda G). Es por eso que, considerando el rango de tipos espectrales entre F5 y K0, se puede notar que:

- En estrellas tardías las líneas H ($\lambda 3968.5$ Å) y K ($\lambda 3933.7$ Å) pertenecientes al doblete del

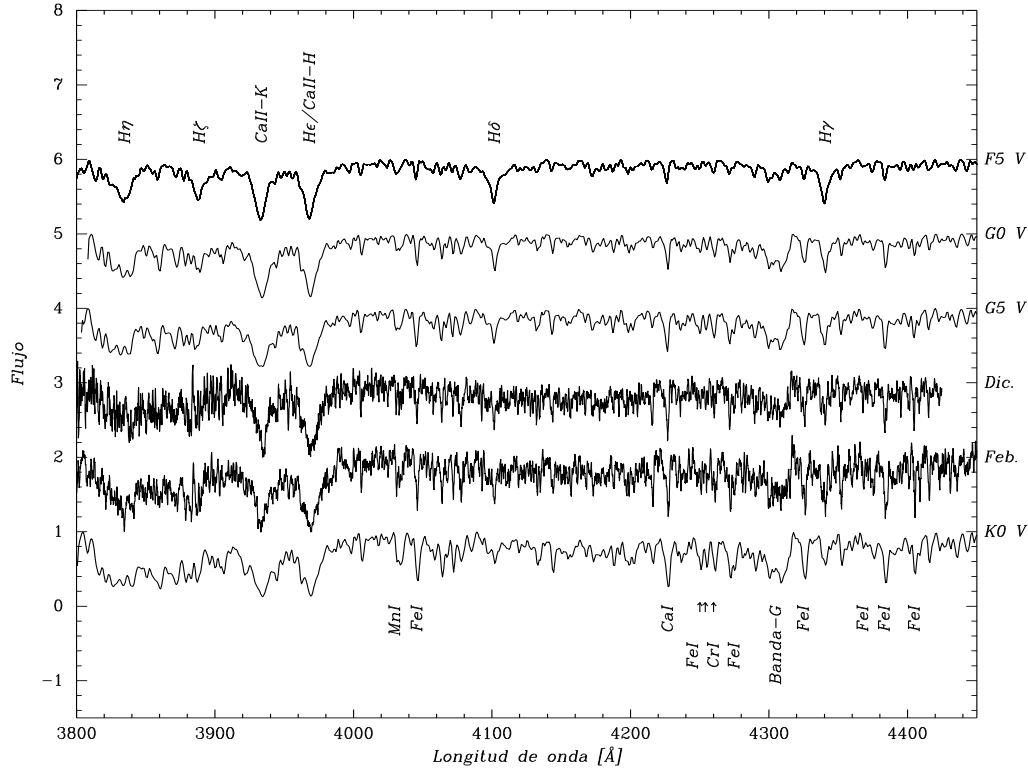


Figura 5.3: Comparación entre los espectros de ciencia y los espectros de referencia de estrellas de secuencia principal y distinto tipo espectral (G2, G8 y K0, [Gray & Corbally, 2009](#)).

CaII son intensas. Sin embargo, en estrellas más tempranas, estas líneas no se mantienen iguales, ya que en la línea H se puede ver, además, la contribución del HI.

- En estrellas tipo G0 el HI es más intenso que el FeI. Para estrellas de tipo espectral G5, las intensidades del HI y el FeI se asemejan, mientras que para estrellas tipo K0, las líneas de HI son más débiles que las de FeI.
- La línea $\lambda 4227 \text{ \AA}$ del CaI crece gradualmente en intensidad hasta estrellas de tipo K, donde se vuelve dramáticamente intensa.

Teniendo en cuenta los criterios mencionados, se ve que tanto las observaciones de febrero como las de diciembre corresponden a un tipo espectral más frío que G5 y más caliente que K0, como se puede observar en la Fig. 5.3.

A través de la inspección visual de cocientes de líneas de FeI y CrI respecto del hidrógeno se logró definir con más precisión el tipo espectral.

Tipo Espectral/Espectro	$\frac{\text{FeI}(4046)}{\text{H}\delta(4100)}$	$\frac{\text{FeI}(4325)}{\text{H}\gamma(4341)}$	$\frac{\text{CrI}(4254)}{\text{FeI}(4250)}$	$\frac{\text{CrI}(4254)}{\text{FeI}(4260)}$
F5V	$\ll 1$	$\ll 1$	> 1	< 1
G0V	< 1	< 1	< 1	< 1
G5V	> 1	≈ 1	≤ 1	≤ 1
D1466 (feb.)	< 1	≈ 1	≈ 1	< 1
D1600 (dic.)	> 1	≈ 1	≥ 1	< 1
K0V	> 1	> 1	≈ 1	≤ 1

Tabla 5.1: Análisis cuantitativo de los cocientes de líneas para distintos tipos espectrales. Los espectros de referencia corresponden a los publicados por [Gray & Corbally \(2009\)](#).

En la Tab. 5.1 se muestran los resultados del análisis de dichos cocientes. A pesar de que el cociente $\text{CrI}(\lambda 4254)/\text{FeI}(\lambda 4250)$ es ligeramente diferente en el espectro D1600 los cocientes restantes se asemejan mucho entre sí. La ligera diferencia dada en el espectro de D1600 se estima que se debe a que las líneas son débiles, no pudiendo notar así una desigualdad tan marcada entre ellas. Finalmente se concluye que el tipo espectral de HD 50845 es G8.

A continuación, realizando un análisis similar al realizado en la determinación del tipo espectral, se determinará la clase de luminosidad utilizando el siguiente criterio cualitativo:

- El cociente entre líneas de SrII y de FeI es muy sensible a la clase de luminosidad, ya que el SrII disminuye en intensidad para estrellas enanas y las líneas de FeI se incrementan para estrellas de secuencia.
- También es posible distinguir en supergigantes las bandas moleculares de CN sobre el continuo, aproximadamente en $\lambda = 4216 \text{ \AA}$ (cabeza de banda), debido a la baja temperatura estelar.
- A su vez, el doblete del CaII muestra también una gran sensibilidad respecto a la clase de luminosidad, ya que para estrellas supergigantes, las intensidades de las líneas H y K son menores y muestran un ensanchamiento de sus alas (ver Fig. 5.4).

Es por esto que los cocientes entre líneas que facilitarán la clasificación de la clase de luminosidad son cocientes de SrII y YII respecto a líneas de hierro.

De acuerdo a los resultados de los cocientes analizados, en la Tab. 5.2 se puede observar que la estrella presenta un exceso de YII y una deficiencia de SrII con respecto al espectro correspondiente a una G8V, por lo que no sería una estrella de secuencia principal. Por otra parte, se observa que el doblete de CaII se encuentra ensanchado en las estrellas supergigantes. Dicho comportamiento no se reproduce en los espectros digitalizados, como muestra la Fig. 5.4. Es por ello que se concluye que la clase de luminosidad del objeto en cuestión es gigante. Por lo tanto, HD 50845 es una estrella G8III.

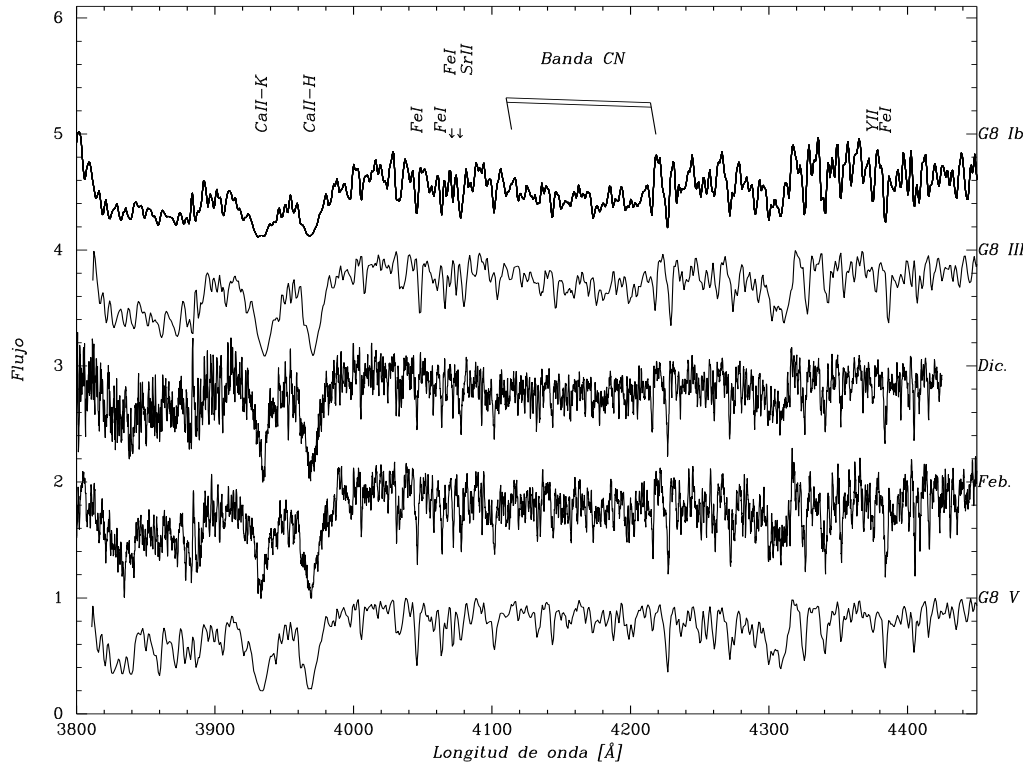


Figura 5.4: Comparación de los espectros de ciencia con espectros de referencia (Gray & Corbally, 2009) con distintas clases de luminosidad para el tipo espectral G8.

Clase de Luminosidad/Espectro	$\frac{\text{SrII}(4077)}{\text{FeI}(4046)}$	$\frac{\text{SrII}(4077)}{\text{FeI}(4063)}$	$\frac{\text{SrII}(4077)}{\text{FeI}(4071)}$	$\frac{\text{YII}(4376)}{\text{FeI}(4383)}$
G8Ib	≈ 1	≈ 1	> 1	< 1
G8III	≤ 1	≤ 1	> 1	$\ll 1$
G8V	< 1	< 1	< 1	$\ll 1$
D1466	≤ 1	≤ 1	≥ 1	$\ll 1$
D1600	≈ 1	≈ 1	> 1	$\ll 1$

Tabla 5.2: Análisis cualitativo de los cocientes de líneas para distintas clases de luminosidad. Los espectros de referencia corresponden a los publicados por Gray & Corbally (2009).

Esta clasificación (G8III) está de acuerdo con la propuesta de Sahade & Ringuelet (1985) de que la estrella sería más temprana que K0 y también coincide con la clasificación realizada por Houk & Swift (1999, K0III). Sin embargo, Sahade et al. (1987) proponen un tipo espectral F5V

a partir de los datos de diciembre. Comparando los espectros digitalizados de diciembre con el espectro de una estrella estándar F5V, se ve que las intensidades de las líneas de HI (en particular, H δ y H γ) son menores que las esperadas para una F5V (ver Fig. 5.3). Ahora, al ser un objeto con envoltura circunestelar las líneas de HI podrían estar rellenas por emisión. Por lo tanto, para poder definir el tipo espectral con mayor precisión es necesario hacer un análisis más minucioso. Dicho análisis excede el objetivo de este trabajo de tesis, ya que requiere un estudio más profundo sobre la naturaleza astrofísica de HD 50845.

5.2. Análisis cuantitativo

Es importante hacer un análisis cuantitativo para poder asegurar que se pueden obtener datos de calidad a partir de los espectros digitalizados. Para ello se mide la velocidad radial y la intensidad de ciertas líneas.

5.2.1. Intensidad de líneas

En esta sección se presentan los resultados obtenidos de la medición de la intensidad de línea representada por la magnitud r definida por Sahade et al. (1987) como:

$$r = \frac{F_l}{F_c} \quad (5.1)$$

Llamaremos r_1 y r_2 a los datos obtenidos a partir de los espectros de febrero (D1466) y diciembre (D1600), respectivamente.

En la Tab. 5.3 se listan los valores de r medidos para líneas de FeI, CaI, CaII y MgI. En la primera y en la segunda columna se listan las líneas medidas. Los valores de la longitud de onda en reposo, λ_0 , fueron tomados del trabajo de Sahade et al. (1987, Tabla II). Las columnas 3 y 4 muestran los valores de r_1 correspondientes a este trabajo y al de Sahade, respectivamente. De manera análoga las columnas 5 y 6 listan los valores de r_2 . Finalmente, las columnas 7 y 8 muestran la variaciones calculadas como $100(\frac{r_1}{r_2} - 1)$.

Los resultados obtenidos aquí están en muy buen acuerdo con los determinados por Sahade. A modo ilustrativo, en la Fig. 5.5 se muestra que los datos tienen una diferencia con los datos de Sahade menor al 10 %.

5.2.2. Velocidad Radial

Como se ha mencionado, la otra magnitud que se utilizará para continuar con el análisis cuantitativo es la velocidad radial, V_r . Dicha velocidad fue calculada de la siguiente manera:

$$V_r = \frac{(\lambda - \lambda_0)c}{\lambda_0} + V_\odot \quad (5.2)$$

Elemento	λ_0 [Å]	r_1	r_1 Sahade	r_2	r_2 Sahade	Variación [%]	Variación Sahade [%]
CaII línea K	3933,7	0,98	0,93	0,97	0,91	1	2
CaII línea H	3968,5	0,99	0,91	0,96	0,9	4	2
FeI	4005,24*	0,47	—	0,46	—	2	—
FeI	4030,49*	0,53	—	0,43	—	23	—
FeI	4045,8	0,71	0,67	0,55	0,53	29	26
FeI	4063,6	0,62	0,58	0,53	0,55	17	5
FeI	4071,7	0,56	0,5	0,45	0,47	25	6
FeI	4216,18*	0,66	—	0,57	—	15	—
CaI	4226,7	0,79	0,95	0,78	0,72	2	32
FeI	4229,8	—	0,21	0,27	0,20	—	5
FeI	4260,47*	0,6	—	0,47	—	26	—
FeI	4271,76*	0,72	—	0,63	—	15	—
FeI	4307,90*	0,71	—	0,59	—	20	—
FeI	4325,16*	0,77	—	0,59	—	31	—
MgI	4351,9	0,69	0,56	0,3	0,54	130	4
FeI	4367,9	0,43	0,35	0,40	0,31	6	13
FeI	4383,5	0,82	0,87	0,67	0,64	22	36
FeI	4404,8	0,81	0,7	0,64	0,64	26	9
FeI	4415,1	0,58	0,59	0,46	0,57	25	4

Tabla 5.3: Valores de las intensidades de las líneas espectrales medidas sobre espectros obtenidos a partir las placas digitalizadas (esta tesis) y de manera analógica (Sahade et al., 1987). Los valores de λ_0 que presentan un asterisco han sido obtenidos de las lámparas de comparación de la casa fotográfica Jarrell-Ash Company.

donde λ es la longitud de onda observada correspondiente al núcleo de la línea, λ_0 es la longitud de onda teórica de la misma, c es la velocidad de la luz y V_\odot es la corrección heliocéntrica, cuyo valor se obtuvo de correr la tarea RVCORRECT. Los valores de λ_0 se obtuvieron de la Tabla II del trabajo de Sahade et al. (1987) y de algunas líneas de Fe, de las lámparas de calibración de Jarrell-Ash Company.

Dado que el interés de este trabajo es analizar la validez del proceso de digitalización aquí propuesto, se determinarán las velocidades radiales de las mismas líneas de FeI y CaII (H y K) publicadas, en los cuatro espectros (uno de los espectros correspondiente a febrero, D1467, presenta muy baja S/R, hecho que también fue notado por Sahade). El valor de la velocidad radial medida a partir de las líneas de FeI corresponde al promedio de aquellas líneas listadas en la Tab. 5.3. Los resultados obtenidos se muestran en la Tab. 5.4 junto con los valores medidos y publicados por Sahade. Puede notarse un excelente acuerdo en general. Los errores son del orden de los 5 km s⁻¹,

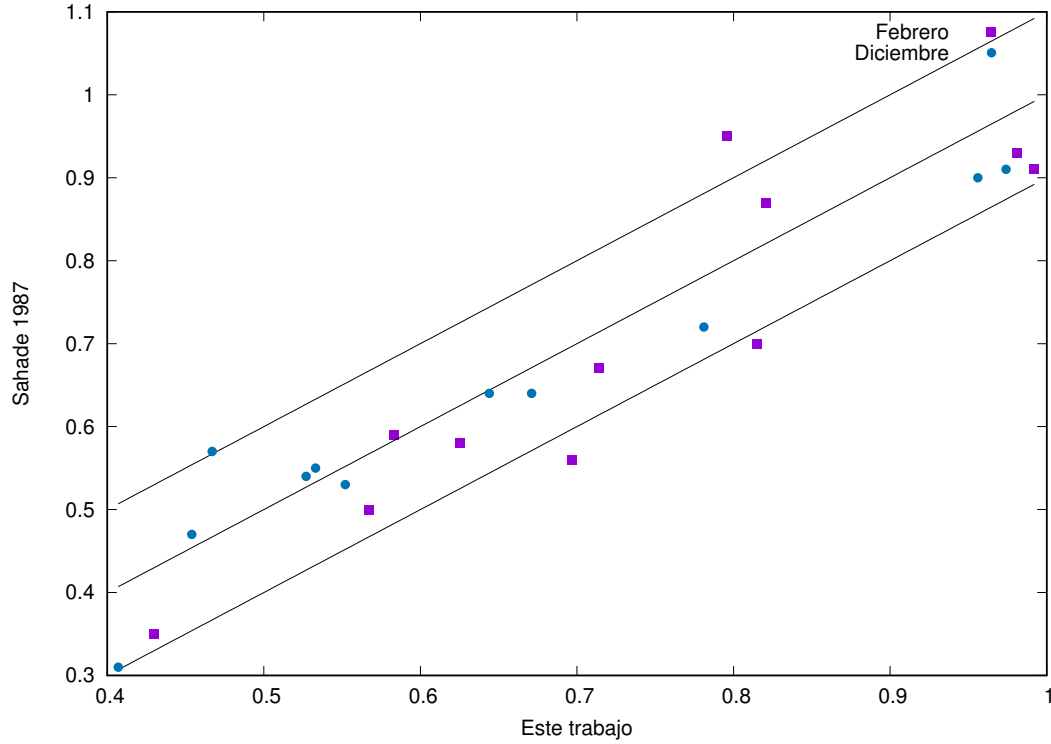


Figura 5.5: Comparación entre las intensidades de línea obtenidas de los espectros digitalizados en este trabajo con los de Sahade et al. (1987). Las rectas corresponden a la identidad y a las paralelas desplazadas en 0,1. Los símbolos cuadrados corresponden a los datos de febrero y los círculos a los de diciembre.

aunque se pueden notar algunas discrepancias importantes. La línea K del espectro D1581 presenta una velocidad muy diferente al resto. Esta misma línea medida en el espectro de diciembre tiene una discrepancia de 20 km s^{-1} . No se encuentra el origen de esta diferencia la cual deberá ser revisada a futuro. En cuanto al promedio de las líneas de Fe, el acuerdo (tanto con las medidas de Sahade, como entre los tres espectros de diciembre) es muy bueno. Sin embargo, la desviación estándar de las medidas aquí presentadas es mayor al publicado por Sahade. Dado que Sahade no indica cuáles ni cuántas líneas fueron incluidas en la estadística, no es posible analizar esto. Por otro lado, el valor aquí obtenido es razonable y tal vez más realista.

V_r km/seg	D1466 (Feb.)	Sahade Feb.	D1576 (Dic.)	D1581 (Dic.)	D1600 (Dic.)	Sahade Dic.
CaII línea K	-30	-9	72	-44	65	68
CaII línea H	-8	-11	78	16	58	53
FeI	15 ± 3	$10,1 \pm 0,1$	15 ± 4	13 ± 3	11 ± 3	$10,3 \pm 0,5$

Tabla 5.4: Velocidades radiales calculadas a partir de los datos de febrero y diciembre correspondientes a este trabajo y al de [Sahade et al. \(1987\)](#).

Capítulo 6

Conclusiones

A lo largo de este trabajo de tesis se estableció un método apropiado para digitalizar las placas espectrofotográficas. Para ello fue necesario darle un soporte adecuado a las placas para su inserción en el escáner, determinar los parámetros óptimos para operar el escáner, convertir los archivos obtenidos al formato estándar (FITS) y finalmente diseñar y ejecutar el proceso de extracción y calibración en longitud de onda de los espectros digitalizados. La digitalización se llevó a cabo utilizando un escaner Nikon 9000ED y el software VUESCAN de modo tal que la imagen resultante sea una copia fiel de la placa escaneada. La muestra observacional utilizada para llevar a cabo esta labor está constituida por cinco placas espectrográficas del objeto HD 50845, adquiridas en los meses de febrero y diciembre de 1984 por los Dres J. Sahade y A. Ringuelet.

Como primer paso fue necesario diseñar máscaras para contener, cuidar y dar soporte a las placas para que éstas no se deslicen mientras son escaneadas.

El segundo paso consistió en convertir la imagen TIFF a FITS y completar los encabezados de modo que el archivo final sea validado en el formato estándar exigido por los observatorios virtuales. Con el objetivo de agilizar esta etapa de trabajo se creó un programa interactivo en lenguaje de programación PYTHON.

Luego, se llevó a cabo de manera exitosa la difícil tarea de extraer y calibrar en longitud de onda los datos científicos digitalizados (espectro estelar y lámparas de comparación) utilizando tareas de IRAF. Esto representó un desafío, debido a que el proceso de registro de un espectro estelar en un CCD es distinto al de una placa fotográfica. Es interesante resaltar que las placas espectrales utilizadas en este trabajo tienen la peculiaridad de registrar el espectro estelar y los espectros pertenecientes a las lámparas de comparación de hierro en la misma placa.

Finalmente, para verificar y cuantificar la validez del proceso de digitalización realizado se llevó a cabo un estudio morfológico y cuantitativo de los espectros aquí extraídos. Cabe destacar que la calibración en longitud de onda realizada en este trabajo está en excelente acuerdo con la realizada por [Sahade et al. \(1987\)](#). Con respecto a la morfología se clasificó a HD 50845 como una G8III. Esta clasificación está de acuerdo con la propuesta por [Sahade & Ringuelet \(1985\)](#) y [Houk & Swift \(1999\)](#). Sin embargo, [Sahade et al. \(1987\)](#) determinan un tipo espectral F5V para los espectros de

diciembre que no se evidencia en las placas digitalizadas correspondientes. De acuerdo al análisis realizado en este trabajo, se concluye que las intensidades de las líneas de H I (en particular, H δ y H γ) que se observan en los espectros digitalizados correspondientes a dichas placas, son menores que las esperadas para una F5V.

El análisis cuantitativo se basó en medir las intensidades de ciertas líneas de Fe I, Ca I, Ca II, Mg I y Cr I y la velocidad radial (a partir de líneas de Fe I y Ca II). Los resultados obtenidos, contrastados con los valores publicados por [Sahade et al. \(1987\)](#), muestran un muy buen acuerdo ya que se estimaron errores menores al 10 % en las medidas de las intensidades y menores a 5 km s⁻¹ en la velocidad radial.

La fidelidad de los datos obtenidos a partir de los espectros digitalizados con respecto a los resultados originales es prueba de que el método de digitalización propuesto en este trabajo es adecuado. Se considera que las leves diferencias encontradas en los datos son debidas a las metodologías utilizadas en los cálculos. En la actualidad se cuenta con herramientas computacionales, como por ejemplo las tantas tareas de IRAF, que no solo facilitan el cálculo, sino que lo generan de manera más precisa que aquellos obtenidos a partir de métodos analógicos (como las extracciones de espectros por medio de densitómetros, las mediciones realizadas en papel milimetrado, etc).

La posibilidad de disponer de los datos históricos en formato digital permite, no solo comparar dichas observaciones con las actuales para detectar diferencias/variaciones, sino también para analizar los datos de varias décadas atrás con herramientas modernas, y contrastarlos con los modelos teóricos actuales. Además, combinando estas observaciones con datos más recientes, es posible analizar las variaciones de luz de fuentes astronómicas sobre un período de tiempo extenso, cubriendo aproximadamente 100 años de observación. Esto implica que nuevos descubrimientos están latentes en las placas fotográficas.

Considerando la gran colección de placas fotográficas existentes no solamente en el OALP, sino en otros observatorios, como ser el OAC, se ve la necesidad de comenzar con el proceso de recuperación de las observaciones históricas pertenecientes al patrimonio astronómico argentino.

Es por todo esto, que la importancia del trabajo realizado excede los resultados aquí presentados ya que se cuenta con un método práctico, simple y genérico que permite digitalizar cualquier placas espectrográficas sin importar su tamaño o resolución. De este modo se garantiza la recuperación de datos almacenados en formatos obsoletos y su disponibilidad en formato digital para toda la comunidad astronómica.

6.1. Trabajo a futuro

Si bien los resultados obtenidos en este trabajo son excelentes, se entiende que la metodología propuesta se puede mejorar aún más. Por eso se propone como trabajo a futuro:

- Organizar y clasificar la información de los espectros para realizar el proceso de escaneo con cierto orden de prioridad y de esta forma, tener un relevamiento del material observacional con el que se cuenta.

- Comenzar con un proceso de digitalización sistemático que abarque todas las placas archivadas en la FCAG.
- Digitalizar las placas tomando diferentes resoluciones (no solo la máxima de 4000 dpi) para encontrar la mínima resolución con la cual se obtiene la misma calidad de datos. De esta forma se ahorraría tiempo de escaneado y espacio en disco de PC.
- Publicar los espectros digitalizados obtenidos en la base de datos del NOVA, para hacerlos accesibles a toda la comunidad astronómica internacional.
- Alentar el proceso de digitalización de placas espectrofotográficas consiguiendo recursos humanos para continuar con este trabajo.

Parte I

Apéndice

Observadores

A.1. Jorge Sahade



Figura A.1: Jorge Sahade, en el workshop “Historia de la Astronomía Argentina”, realizado por la Asociación Argentina de Astronomía (AAA) los días 29 y 30 de Mayo del 2008, en la FCAG. Foto de Guillermo E. Sierra. (c), OALP.

Nació en el año 1915 en Córdoba, estudió ingeniería y agrimensura en la Universidad Nacional de Córdoba. En 1946 se convirtió en el tercer astrónomo del país bajo el título de Dr. en Ciencias Astronómicas y Conexas, en la Universidad Nacional de la Plata. Tras finalizar su carrera fue becado, junto a C. Cesco, para especializarse en astrofísica haciendo estudios de estrellas binarias en el Observatorio de Yerkes, Universidad de Chicago, Wisconsin, Estados Unidos. Allí entabló una relación de amistad con su director N. Mayall, quien le otorgó los planos para la construcción del telescopio de 2.15 m de diámetro que se encuentra actualmente vigente en el Complejo

Astrónomo El Leoncito, San Juan, Argentina. Entre numerosas estancias y viajes al exterior (Estados Unidos, Canadá, Inglaterra, Bélgica, Chile, Alemania, etc.) se especializó en espectroscopía de estrellas binarias interactuantes, variables simbióticas, Wolf Rayet y estrellas peculiares. Con aproximadamente 200 publicaciones a lo largo de su carrera, también desempeñó importantes papeles de gestión. Entre los años 1953 y 1955 fue director del OAC, en el año 1969 fue el primer decano de la Facultad de Ciencias Exactas de la Universidad Nacional de La Plata. En el año 1971 fundó el Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE) en la Ciudad Autónoma de Buenos Aires. Entre los años 1985 y 1988 se convirtió en el primer director latinoamericano de la IAU y entre los años 1991 y 1994 se desempeñó como director de la Comisión Nacional de Actividades Espaciales. Además de ser profesor de diversas cátedras, participó en la formación de destacados astrónomos de esta facultad, como por ejemplo A. Ringuelet, V. Niemela, E. Brandi, R. Barbá, entre otros, dirigiendo sus tesis de grado y postgrado. Entre las tantas menciones recibidas debido a su trayectoria como astrónomo, destacan la medalla de oro de la Asociación Argentina Amigos de la Astronomía, la mención de Investigador emérito del CONICET, el Asteroide 2605 que lleva su nombre y el premio a la trayectoria otorgado por la Asociación Argentina de Astronomía, (AAA). Jorge Sahade, ciudadano ilustre de la Ciudad de La Plata, falleció en el 2012 a los 97 años de vida, luego de haber hecho considerables aportes en la astronomía argentina.

A.2. Adela Ringuelet



Figura A.2: Adela Ringuelet en el acto del 122 aniversario del OALP. Foto de Guillermo E. Sierra. (c)

Nació en el año 1930, tras estudiar astronomía se convirtió en la 3er mujer astrónoma argentina, egresada de la Escuela Superior de Astronomía y Geofísica de la Ciudad de La Plata. Se especializó en estudios espectroscópicos de estrellas y trabajó bajo la dirección de J. Sahade. Tras una reunión realizada en el Observatorio Felix Aguilar en San Juan, participó, junto con J. Sahade, C. Cesco, L. Miloni, J. Landi, entre otros, en la fundación de la AAA, que se formalizó en el año 1977. Durante la última dictadura cívico militar, junto con V. Niemela y F. Mirabel, Adela se vio forzada a discontinuar su trabajo, pudiendo retomar sus actividades con el retorno de la democracia. Fue directora del grupo de investigación “Modelos de Estrellas Peculiares” por más de 20 años. Entre el 2011 y el 2012 se convirtió en miembro de la IAU. Profesora de cátedra de la Facultad, importante referente en astronomía, su trayectoria a lo largo de todos estos años se vio recompensada con una mención muy especial: el asteroide 5793, descubierto en el Complejo Astronómico El Leoncito en 1975, lleva su nombre.

Observatorios

B.1. Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO)

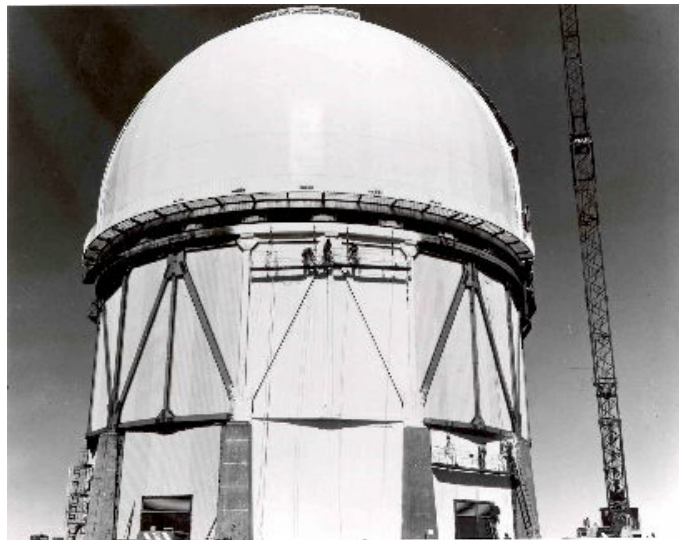


Figura B.1: Cerro Tololo, La Serena, Chile. Fotografía adquirida de la pagina web oficial del observatorio: <http://www.ctio.noao.edu/noao/content/history-photos>

Es un complejo de telescopios situado al este de La Serena, en Chile, a una altitud de 2200 metros sobre el nivel del mar. Pertenece al National Optical Astronomy Observatory (NOAO) en conjunto con el Kitt Peak National Observatory (KPNO) de Arizona. Además, participan la Asociación de Universidades para la Investigación en Astronomía (AURA), el Instituto de Ciencias del Telescopio Espacial y el Observatorio Gemini. Sus instrumentos principales son: el telescopio de 4 m Victor M. Blanco y el telescopio de 4,1 m de Southern Astrophysical Research (SOAR). La

sede del observatorio se encuentra en La Serena, a 480 km aproximadamente al norte de Santiago de Chile. Si bien el observatorio cuenta con los siguientes 3 espectrógrafos funcionando actualmente:

1. COSMOS en el telescopio Blanco de 4 m
2. Goodman en el telescopio SOAR de 4,1 m
3. CHIRON (Echelle) en el telescopio SMARTS de 1,5

también cuenta con una larga lista de espectrógrafos retirados:

1. R-C (Cassegrain) situado en el telescopio Blanco 4 m
2. Hydra-CTIO situado en el telescopio Blanco 4 m
3. Fiber Echelle situado en el telescopio SMARTS 1,5 m y reemplazado actualmente con el espectrógrafo Chiron.
4. R-C (Cassegrain) situado en el telescopio SMARTS 1,5 m
5. Echelle situado en el telescopio Blanco 4 m
6. Argus, espectrógrafo multiobjeto.
7. Rutgers Fabry-Perot (tanto para los telescopios de 4 m y 1,5 m)
8. Bench Mounted Echelle (BME) situado en el telescopio SMARTS 1,5 m

Bibliografía

- Avvakumova, E. A., Malkov, O. Y., & Kniazev, A. Y. 2013, *Astronomische Nachrichten*, 334, 860
- Davis, A., Barkume, K., Springob, C., Tam, F., & Strel'nitski, V. 2004, *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, 32, 117
- Gray, R. O. & Corbally, J., C. 2009, *Stellar Spectral Classification*
- Heines, A. 1999, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 188, *Optical and Infrared Spectroscopy of Circumstellar Matter*, ed. E. Guenther, B. Stecklum, & S. Klose, 171
- Houk, N. & Swift, C. 1999, in *Michigan Spectral Survey*, Ann Arbor, Dep. Astron., Univ. Michigan, (1999), Vol. 5, 0
- Hudec, R., Kopel, F., Macsics, R., et al. 2013, *Acta Polytechnica*, 53, 27
- Muminov, M., Yuldoshev, Q., Ehgamberdiev, S., et al. 2017, *Bulgarian Astronomical Journal*, 26, 3
- Sahade, J. & Ringuelet, A. E. 1985, *Information Bulletin on Variable Stars*, 2710
- Sahade, J., Ringuelet, A. E., & Rotstein, N. 1987, *pasp*, 99, 971
- Walborn, N. R., Gamen, R. C., Morrell, N. I., et al. 2017, *AJ*, 154, 15
- Wertz, M., Horns, D., Groote, D., et al. 2017, *Astronomische Nachrichten*, 338, 103